

Universidade do Vale do Paraíba
Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento

HELDER JOSÉ FARIAS LIMA

ESTUDO OBSERVACIONAL DE DUAS CANDIDATAS A
PROGENITORAS DE SUPERNOVAS DO TIPO IA

São José dos Campos, SP
2013

HELDER JOSÉ FARIAS LIMA

**ESTUDO OBSERVACIONAL DE DUAS CANDIDATAS A
PROGENITORAS DE SUPERNOVAS DO TIPO IA**

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, como complementação dos créditos necessários para a obtenção do título de mestre em Física e Astronomia.

São José dos Campos, SP

2013

TERMO DE AUTORIZAÇÃO DE DIVULGAÇÃO DA OBRA

Ficha catalográfica

L698e

Lima, Helder José Farias

Estudo observacional de duas candidatas a progenitoras de supernovas do tipo Ia / Helder José Farias Lima; Orientadores: Prof. Dr. Alexandre Soares de Oliveira e Prof. Dr. Cássio Leandro Dal Ri Barbosa. – São José dos Campos, SP, 2013.
1 CD-ROM; 94 p.

Dissertação (mestrado) - Universidade do Vale do Paraíba, Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento. Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia.

Inclui referências

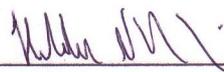
1. Física e Astronomia. 2. Astrofísica. 3. Supernova (Estrela). 4. Estrelas - Evolução. I. Oliveira, Alexandre Soares de, orient. II. Barbosa, Cássio Leandro Dal Ri, orient. III. Universidade do Vale do Paraíba, Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento. Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia. IV. Título.

CDU: 52

Eu, Helder José Farias Lima, autor da obra acima referenciada:

Autorizo a divulgação total ou parcial da obra impressa, digital ou fixada em outro tipo de mídia, bem como, a sua reprodução total ou parcial, devendo o usuário da reprodução atribuir os créditos ao autor da obra, citando a fonte.

São José dos Campos, 13 de agosto de 2013



Autor da Obra

HELDER JOSÉ FARIAS LIMA

“ESTUDO OBSERVACIONAL DE DUAS CANDIDATAS A PROGENITORAS DE SUPERNOVAS DO TIPO Ia”

Dissertação aprovada como requisito parcial à obtenção do grau de Mestre em Física e Astronomia, do Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, do Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento da Universidade do Vale do Paraíba, São José dos Campos, SP, pela seguinte banca examinadora:

Prof. Dr. **CASSIO LEANDRO DAL RI BARBOSA** (UNIVAP)

Prof. Dr. **ALEXANDRE SOARES DE OLIVEIRA** (UNIVAP)

Prof^ª. Dra. **CLAUDIA VILEGA RODRIGUES** (INPE)



Prof^ª. Dra. Sandra Maria Fonseca da Costa

Diretor do IP&D – UniVap

São José dos Campos, 27 de maio de 2013.

Ao meu Senhor, sumamente louvável, de quem provém toda a sabedoria e ciência.

Seu Verbo dispôs tudo com medida, quantidade e peso. Tudo foi feito por ele, e sem ele nada foi feito. Com quem pode ser comparado? Quem se assemelha a ele?

“Levantai os olhos para o céu e olhai. Quem criou todos esses astros? Aquele que põe em marcha cada estrela do seu exército celestial, e a todas chama pelo nome. Tão grande é o seu poder e tão imensa a sua força, que ninguém falta ao seu chamado”.

Deu-nos a inteligência e o juízo para pensar. Pôs o seu olhar em nossos corações para mostrar-nos a majestade de suas obras. De que serviria a ciência senão para apreçoar a magnificência de sua criação e o glorificar por suas maravilhas? “E quer louvar-te o homem, esta parcela de vossa criação”.

Ao Senhor dedico este trabalho, em gratidão por tudo o que aprendi, tudo o que realizei, tudo o que sofri. Que tudo sirva para a vossa glória, e que sejas louvado por todos os séculos dos séculos!

AGRADECIMENTOS

Agradeço ao meu orientador, Alexandre S. Oliveira, por ter me convidado ainda na graduação a ser seu aluno de iniciação científica, da qual surgiu a motivação para ser seu aluno de mestrado e realizar este trabalho. Orientador no pleno significado da palavra; além da astronomia também me ensinou muito a respeito da arte de ensinar. Serei grato por todos os meus dias.

Aos professores Cassio L. Barbosa e Irapuan R. de Oliveira por todo o auxílio, as orientações e as sugestões com que contribuíram para este trabalho.

Ao professor Francisco “Guga” Fernandes e todos os professores que, durante minha graduação, me inspiraram a observar o céu e me apaixonar pela astronomia.

Ao professor João E. Steiner, pelas sugestões que fez sobre o capítulo de QU Car e pela inspiração que sempre me transmitiu em todas as vezes que tive contato com seu trabalho.

Ao Milton, à Priscila, ao Danilo, à Deise e ao Alan, por terem conseguido ser meus amigos. É, eu sei que não é fácil. Agradeço a vocês pela companhia, pela ajuda e por todas as coisas que os amigos fazem.

A todos os outros professores e alunos que em algum momento me ensinaram e me ajudaram e fizeram parte desta época de minha vida.

A toda a equipe do Observatório do Pico dos Dias pela hospitalidade e colaboração. Principalmente à equipe de manutenção, que esteve disposta a subir o Pico em um domingo de Carnaval à noite para consertar a trapeira do 1,60 m e salvar as nossas vidas. Ao Rodrigo P. Campos por toda atenção e auxílio. Ao Mauro O. M. Januário que sempre esteve presente para ajudar nas horas de dificuldade e nos momentos de desespero. Ao Geraldo “Boca” Machado pelas histórias que me contou sobre tantas coisas que lá se passaram e que me fizeram conhecer mais daquele lugar tão querido.

Agradeço os dados fornecidos pela *AAVSO International Database* que foram utilizados neste trabalho e são resultado da contribuição de vários astrônomos amadores ao redor do mundo.

Ao Dr. Joachim Trümper, do Instituto Max Planck, pela gentileza de ter me fornecido um de seus trabalhos para que eu pudesse compreender mais a respeito das *Supersoft X-ray Sources*.

Agradeço também à FVE, à CAPES e à FAPESP pelo suporte financeiro que deram a este trabalho.

RESUMO

Este trabalho tem como objetivo o estudo observacional de candidatas a progenitoras de supernovas do tipo Ia (SNIa), sua caracterização fotométrica e espectral, a determinação de períodos orbitais e o estudo das derivadas temporais destes períodos para a compreensão do seu papel nos modelos de estrutura e evolução das progenitoras. Foram realizadas observações fotométricas e espectroscópicas, com os telescópios do Observatório do Pico dos Dias e com o telescópio SOAR, de dois objetos: QU Carinae e U Scorpii. A variável cataclísmica QU Carinae apresenta estados distintos de luminosidade, com variações de 0,5 mag em escalas de tempo de dias, que se assemelham ao comportamento das estrelas V Sagittae, também candidatas a progenitores de SNIa. Sua curva de luz é dominada por *flickering* e não mostra sinais de modulação orbital. O principal objetivo foi investigar seu período orbital, que ainda não possui confirmação definitiva na literatura. Determinou-se, por meio da velocidade radial da linha de He II 4686 Å, o período orbital de 10,95 h. Também foram encontrados, pela primeira vez, sinais da modulação orbital nas suas curvas de luz, restritos aos dados de estado mais baixo de luminosidade. QU Car apresenta características que podem ser associadas ao mecanismo de *Accretion Wind Evolution* (AWE), proposto por Hachisu e Kato (2003) para modelar a transferência de matéria, a presença de fortes ventos na anã branca e a emissão de raios X supermoles nas V Sge e nas Binárias de Raios X Supermoles (CBSS). A nova recorrente U Scorpii, por sua vez, é assemelhada aos objetos da classe das CBSS. A motivação deste trabalho sobre U Sco foi a determinação da variação do seu período orbital, que apresentava indícios de uma derivada temporal negativa (MATSUMOTO et al., 2003). O sinal da derivada do período orbital tem importância fundamental na discriminação entre os dois paradigmas evolutivos e estruturais – DIMT ou WDMT – das CBSS. Apesar de duplicar a base temporal dos dados históricos usados na determinação da variação do período, os dados deste trabalho mostram uma variação nula desse período. A efeméride linear desse sistema binário foi refinada.

Palavras-chave: supernovas, variáveis cataclísmicas, CBSS, QU Carinae, U Scorpii

OBSERVATIONAL STUDY OF TWO CANDIDATES TO TYPE IA SUPERNOVAE PROGENITORS

ABSTRACT

This work aims the observational study of candidates to type Ia supernovae (SNIa) progenitors, their photometric and spectral characterization, the determination of orbital periods and the study of the changes of these periods to understand their role in the models or structure and evolution of the progenitors. Photometric and spectroscopic data were obtained with the telescopes at Observatório do Pico dos Dias and SOAR, for two objects: QU Carinae and U Scorpii. The cataclysmic variable QU Carinae shows distinct luminosity states, with variations of 0.5 mag in timescales of few days, similar to the behaviour of the V Sagittae stars, which are also considered candidates to SNIa progenitors. Its light curve is dominated by flickering and shows no evidence of orbital modulation. The main objective was to investigate its orbital period, whose value still does not have a final confirmation in the literature. From the radial velocity of the He II 4686 Å emission line it was determined an orbital period of 10.95 hours. Evidence of the orbital modulation in its light curve was also found, for the first time, restricted to the lowest luminosity state data. QU Car shows features that can be associated to the Accretion Wind Evolution (AWE) mechanism proposed by [Hachisu e Kato \(2003\)](#) to model the mass transfer, the presence of strong winds from the white dwarf and the supersoft X-ray emission in V Sge stars and Compact Binary Supersoft X-ray Sources (CBSS). The recurrent nova U Scorpii, in turn, is similar to objects from the CBSS class. The motivation of this work with U Sco was the determination of its orbital period variation, which showed evidence of a negative time derivative ([MATSUMOTO et al., 2003](#)). The positive or negative signal of the period derivative has a fundamental significance for the distinction between the two evolutive and structural paradigms – DIMT or WDMT – of CBSS. Despite doubling the time span of the historic data used in the period change determination, this work's data show no variation of that period. This binary system's ephemeris was refined.

Keywords: supernovae, cataclysmic variables, CBSS, QU Carinae, U Scorpii

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS

LISTA DE TABELAS

CAPÍTULO 1 INTRODUÇÃO	19
1.1 Supernovas do Tipo Ia	19
1.2 Variáveis Cataclísmicas	21
1.2.1 Transferência de matéria e evolução	21
1.2.2 Erupções em variáveis cataclísmicas	26
1.3 Binárias de Raios X Supermoles (CBSS)	29
CAPÍTULO 2 AQUISIÇÃO, TRATAMENTO E ANÁLISE DOS DADOS	33
2.1 Observações	33
2.2 Redução de dados	34
2.3 Fotometria	35
2.4 Espectroscopia	36
2.5 Curvas de velocidade radial	38
2.6 Diagrama $O - C$	38
2.7 Análise de periodicidade	42
CAPÍTULO 3 O PERÍODO ORBITAL DE QU CARINAE	45
3.1 Introdução	45
3.2 Observações e resultados	49
3.2.1 Fotometria	49
3.2.2 Espectroscopia	52
3.3 Discussão	59
CAPÍTULO 4 A NOVA RECORRENTE U SCORPII	69
4.1 Introdução	69
4.2 Observações e resultados	74
4.3 Discussão	77
CAPÍTULO 5 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS FUTURAS	79
5.1 QU Carinae	79
5.2 U Scorpii	80

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS 83

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
1.1 <i>Superfícies equipotenciais em uma variável cataclísmica</i>	22
1.2 <i>Potencial Φ em função da distância em uma variável cataclísmica</i>	23
1.3 <i>Histograma da distribuição de períodos orbitais de variáveis cataclísmicas</i>	26
1.4 <i>Regimes de queima nuclear estável em uma anã branca</i>	28
2.1 <i>Figura esquemática de um espectro bidimensional</i>	37
2.2 <i>Figura esquemática de diagrama O – C. I</i>	39
2.3 <i>Figura esquemática de diagrama O – C. II</i>	40
2.4 <i>Figura esquemática de diagrama O – C. III</i>	40
2.5 <i>Figura esquemática de diagrama O – C. IV</i>	41
2.6 <i>Figura esquemática de diagrama O – C. V</i>	41
3.1 <i>Espectros médios de QU Car obtidos por Gilliland e Phillips (1982)</i>	46
3.2 <i>Diagrama de fase das velocidades radiais de QU Car obtido por Gilliland e Phillips (1982)</i>	47
3.3 <i>Espectro médio de QU Car obtido por Kafka et al. (2008)</i>	48
3.4 <i>Periodogramas das velocidades radiais de QU Car obtidos por Kafka et al. (2008)</i>	49
3.5 <i>Diagrama de fase das velocidades radiais de QU Car obtido por Kafka et al. (2008)</i>	50
3.6 <i>Carta de QU Car com a identificação das estrelas de comparação</i>	51
3.7 <i>Curva de luz de QU Car obtida na noite de 21 de junho de 2011</i>	52
3.8 <i>Curva de luz de QU Car com todas as observações obtidas no OPD</i>	53
3.9 <i>Curva de luz de QU Car obtida na noite de 25 de março de 2012</i>	54
3.10 <i>Periodograma Lomb-Scargle dos dados fotométricos de QU Car</i>	54
3.11 <i>Diagramas de fase dos dados fotométricos de QU Car</i>	55
3.12 <i>Espectro médio de QU Car obtido com os dados de 2004, 2010 e 2012</i>	57
3.13 <i>Periodograma Lomb-Scargle das velocidades radiais de QU Car</i>	58
3.14 <i>Diagrama de fase das velocidades radiais de QU Car obtidas a partir dos dados de 2010</i>	59
3.15 <i>Diagrama de fase das velocidades radiais de QU Car obtidas a partir dos dados de 2012</i>	60
3.16 <i>Diagrama de fase das velocidades radiais de QU Car</i>	61
3.17 <i>Curva de luz com os dados da AAVSO, do ASAS e do OPD</i>	62
3.18 <i>Modelo do disco de acreção de V Sagittae</i>	63
3.19 <i>Curvas de luz e cores B – V de V Sagittae calculadas a partir do modelo AWE</i>	64
3.20 <i>Espectros médios do OPD dos anos de 2004, 2010 e 2012</i>	65

4.1	<i>Diagrama O – C dos instantes de eclipses de U Sco publicado por Matsumoto et al. (2003)</i>	72
4.2	<i>Carta de U Sco com a identificação das estrelas de comparação</i>	75
4.3	<i>Curvas de luz de U Sco obtidas no SOAR e no OPD</i>	76
4.4	<i>Diagrama O – C dos instantes de eclipse de U Sco utilizados neste trabalho</i> . .	78

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
1.1 Comparação da emissão de energia produzida por acreção de matéria e por queima nuclear estável de hidrogênio em objetos compactos com $1 M_{\odot}$	30
2.1 Detectores CCD utilizados neste trabalho.	33
3.1 Parâmetros da velocidade radial de He II 4686 Å obtidos para QU Car por Gilliland e Phillips (1982)	46
3.2 Séries temporais fotométricas de QU Car	50
3.3 Observações espectroscópicas de QU Car	56
3.4 Parâmetros da velocidade radial de He II 4686 Å obtidos a partir dos dados de 2010, 2012 e dos dados de 2010 e 2012 combinados	58
3.5 Larguras equivalentes e FWHM das linhas espectrais de QU Car em 2004, 2010 e 2012	66
4.1 Novas recorrentes conhecidas até o presente	69
4.2 Erupções de U Sco registradas até o presente	70
4.3 Séries temporais fotométricas de U Sco	74
4.4 Instantes de eclipses de U Sco	77

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

1.1 Supernovas do Tipo Ia

Supernovas são eventos explosivos relacionados à evolução estelar que, durante sua máxima intensidade, superam a luminosidade de uma galáxia. Registros históricos mostram que cerca de sete supernovas explodiram nos últimos 2000 anos na nossa região da Via Láctea; porém todas as explosões diretamente observadas por astrônomos modernos, desde o ano de 1604, ocorreram em outras galáxias. Os remanescentes encontrados nos locais dessas explosões consistem de material ejetado em expansão que, em alguns casos, contém também um objeto compacto. Existem dois mecanismos fundamentais de explosão de supernovas: o primeiro é associado ao colapso do núcleo de uma estrela massiva que esgotou seu combustível e que deve deixar como remanescente uma estrela de nêutrons ou um buraco negro; o segundo mecanismo é associado a uma anã branca que acumula material de uma estrela companheira até atingir uma massa crítica e sofrer uma explosão termonuclear; neste caso a anã branca é totalmente destruída e não há remanescente compacto.

As supernovas são classificadas pela evolução de sua luminosidade durante a explosão, utilizando sua curva de luz, e principalmente pelo seu espectro, que revela a composição da matéria ejetada. As Supernovas de Tipo II apresentam abundâncias normais no seu material ejetado, incluindo uma composição de hidrogênio semelhante à solar. Os espectros das Supernovas do Tipo I são peculiares por não apresentarem linhas de hidrogênio. Elas são ainda subclassificadas em Ia, Ib e Ic. As dos tipos Ib e Ic também estão associadas às explosões de estrelas massivas. As *Supernovas do Tipo Ia* (SNIa) se caracterizam por uma forte linha de absorção em $\sim 6150 \text{ \AA}$ em seu espectro, produzida por um duplete de Si II 6347 \AA e 6371 \AA , que não é encontrada nas supernovas dos tipos Ib e Ic. Os espectros de sua fase tardia também apresentam linhas de emissão de Fe e Co, e tanto suas curvas de luz como seu espectro óptico normalmente são bastante homogêneos entre os vários objetos observados. Enquanto os demais tipos de supernovas são observados apenas em braços de galáxias espirais ou próximas a regiões H II, as SNIa ocorrem em todos os tipos de galáxias, incluindo as elípticas, e não mostram maior ocorrência em regiões de formação estelar mais recente (FILLIPENKO, 1997).

Uma importante característica das SNIa é que as suas magnitudes absolutas em estado de brilho máximo possuem aproximadamente o mesmo valor, havendo pouca dispersão. Por causa desta homogeneidade e por serem as supernovas do tipo mais luminoso, com $M_B \approx -19,5$, elas foram adotadas como velas-padrão na determinação de distâncias. Muitas das determinações da constante de Hubble envolveram as SNIa de alguma forma,

e dois grandes projetos dedicados a calcular distâncias cosmológicas, o *Supernova Cosmology Project* (PERLMUTTER et al., 1995; GOLDHABER, 2009) e o *High-Z Supernova Search Team* (SCHMIDT et al., 1998; FILLIPENKO; RIESS, 1998), as adotaram como principal indicador de distâncias além do alcance das Cefeidas (BRANCH; TAMMANN, 1992; SANDAGE; TAMMANN, 1993; LEIBUNDGUT, 2000). De fato, seu uso na determinação de distâncias foi fundamental para a descoberta da expansão acelerada do universo e da energia escura (RIESS et al., 1998; PERLMUTTER et al., 1999).

A ausência de hidrogênio no espectro das SNIa e a sua detecção em galáxias elípticas, que possuem população estelar antiga, indicam que elas devem ser produzidas por objetos que já sofreram um processamento nuclear significativamente longo. Por possuírem um pico de brilho com curta duração durante sua erupção é possível concluir que seus progenitores devem ser objetos compactos, o que também é mostrado pelo declínio rápido de seu brilho, que indica uma baixa quantidade de matéria ejetada. Estas e outras evidências observacionais levaram à hipótese de que as SNIa devem ser produzidas por anãs brancas de carbono-oxigênio que sofrem uma explosão termonuclear (HILLEBRANDT; NIEMEYER, 2000). Para gerar esta explosão, a massa da anã branca deve aumentar até um limite de $\sim 1,4 M_{\odot}$, chamado *limite de Chandrasekhar*. Isto causaria a ignição do carbono, próximo ao seu centro, provocando uma explosão de supernova e destruindo completamente a anã branca. A explicação mais aceita para este processo é a transferência de matéria entre os componentes de um sistema de estrelas binárias próximas. Entretanto a natureza da estrela doadora de matéria ainda é desconhecida, e nenhum sistema progenitor foi identificado antes da explosão de supernova. Esta incerteza sobre a natureza dos progenitores de SNIa pode afetar a confiabilidade do seu uso como medidores de distância. A motivação fundamental deste trabalho é, portanto, a identificação de possíveis progenitoras das SNIa.

Os dois principais modelos que procuram explicar a natureza da estrela doadora são o de *duplas degeneradas* e o de *degeneradas únicas* (WANG; HAN, 2012). O modelo de duplas degeneradas consiste em um sistema binário composto por uma dupla de anãs brancas que, por perda gradual de momento angular do sistema, se aproximam em suas órbitas e terminam por sofrer uma fusão, de maneira que a soma de suas massas seja maior ou igual a $1,4 M_{\odot}$. No modelo de degeneradas únicas uma anã branca sofre transferência de matéria a partir de uma companheira não degenerada, de maneira que sua massa aumente até atingir o limite de Chandrasekhar e ela sofra uma explosão de supernova (STEFANO, 2010a; STEFANO, 2010b). Este último modelo abrange sistemas binários como as variáveis cataclísmicas e as binárias de raios X supermoles, objetos cujo estudo fundamenta este trabalho.

1.2 Variáveis Cataclísmicas

1.2.1 Transferência de matéria e evolução

As *Variáveis Cataclísmicas* são uma classe de estrelas variáveis cujo modelo canônico consiste em um sistema binário no qual uma anã branca sofre transferência de matéria a partir de uma estrela mais tardia da sequência principal. A anã branca é denominada estrela primária e sua companheira, estrela secundária. As estrelas componentes das variáveis cataclísmicas são bastante próximas, separadas por uma distância $a \approx R_{\odot}$ (KNIGGE, 2011). Por consequência elas estão sujeitas a forças de maré e a secundária tem a sua rotação sincronizada com o movimento orbital do sistema, enquanto este, por sua vez, tende a sofrer uma circularização de sua órbita. Tendo a estrela primária e a secundária massas M_1 e M_2 , respectivamente, e considerando que o sistema possui uma órbita circular, é possível expressar seu período orbital, a partir da terceira lei de Kepler e da lei da gravitação de Newton, como

$$P = 2\pi \sqrt{\frac{a^3}{G(M_1 + M_2)}}. \quad (1.1)$$

O movimento das partículas de gás no sistema é determinado principalmente pelo campo de potencial gravitacional ϕ_g e pela força centrífuga, que também pode ser representada como um campo de força conservativo ϕ_{ω} que age na direção oposta à do eixo de rotação do sistema. Desta forma o campo de potencial total pode ser expresso por

$$\Phi = \phi_g + \phi_{\omega}. \quad (1.2)$$

Assumindo que a massa de cada estrela esteja concentrada em seu centro de massa (KOPAL, 1959) e adotando-se um sistema de coordenadas cartesiano que tenha a origem no centro da estrela primária e que possua rotação em torno do eixo z , com velocidade angular $\omega = 2\pi/P$, o campo de superfícies equipotenciais pode ser expresso como (PRINGLE; WADE, 1985)

$$\Phi = -\frac{GM_1}{(x^2 + y^2 + z^2)^{1/2}} - \frac{GM_2}{[(x - a)^2 + y^2 + z^2]^{1/2}} - \frac{1}{2}\omega^2[(x - \mu a)^2 + y^2], \quad (1.3)$$

onde $\mu = M_2/(M_1 + M_2)$.

Como pode ser visto na Figura 1.1 as superfícies equipotenciais possuem um

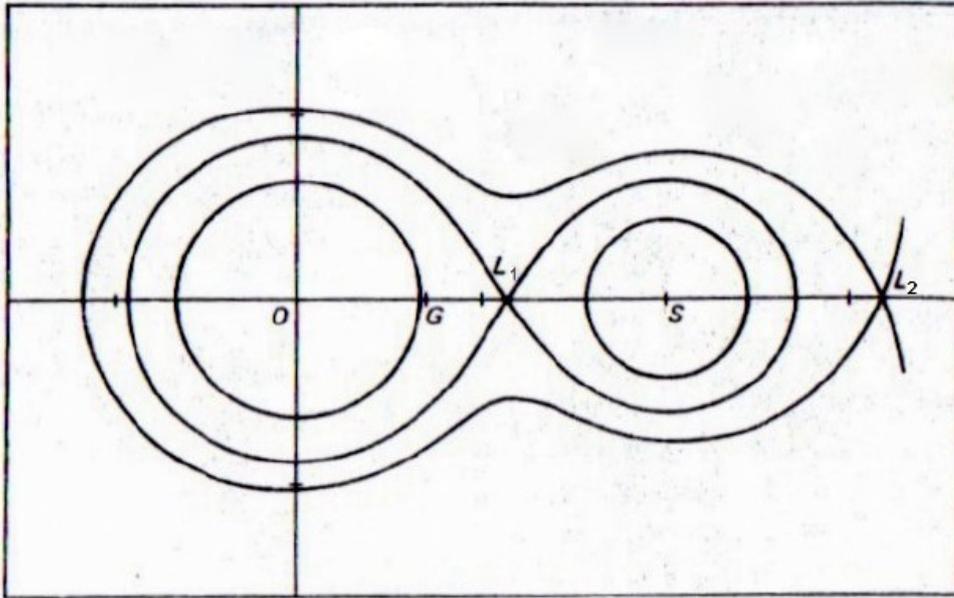


Figura 1.1 - *Superfícies equipotenciais em uma variável cataclísmica vistas em corte. O centro da estrela primária está na origem O , o da secundária em S e o centro de massa do sistema em G . O plano da figura coincide com o plano orbital do sistema. Também são mostrados os pontos de Lagrange L_1 e L_2 . Reproduzida a partir de Pringle e Wade (1985).*

formato aproximadamente esférico nas regiões mais próximas das estrelas e mais distorcido nas regiões mais afastadas. A superfície equipotencial que passa pelo ponto de Lagrange interno, L_1 , possui a forma de duas gotas, chamadas de *lóbulos de Roche*. A forma dos lóbulos de Roche é determinada pela razão de massas q , definida como $q = M_2/M_1$, e as suas dimensões são determinadas pela separação a entre as componentes. A Figura 1.2 mostra uma representação do potencial Φ em função da distância, ao longo dos centros das estrelas do sistema binário. Em uma variável cataclísmica a estrela secundária preenche o seu lóbulo de Roche, de tal forma que sua matéria transpõe o pico de potencial em L_1 e é transferida para a estrela primária. O preenchimento pode se dar pela expansão evolutiva da estrela secundária ou pela contração orbital resultante da perda de momento angular do sistema.

Toda a matéria que parte da secundária e transpõe o ponto L_1 não terá energia suficiente para escapar do lóbulo de Roche da primária, de forma que sua trajetória ficará restrita a ele. O fluxo de matéria terá um raio de máxima aproximação do centro da primária dado por (LUBOW; SHU, 1975)

$$r_{min} = 0,0488aq^{-0,464}, \quad 0,05 < q < 1. \quad (1.4)$$

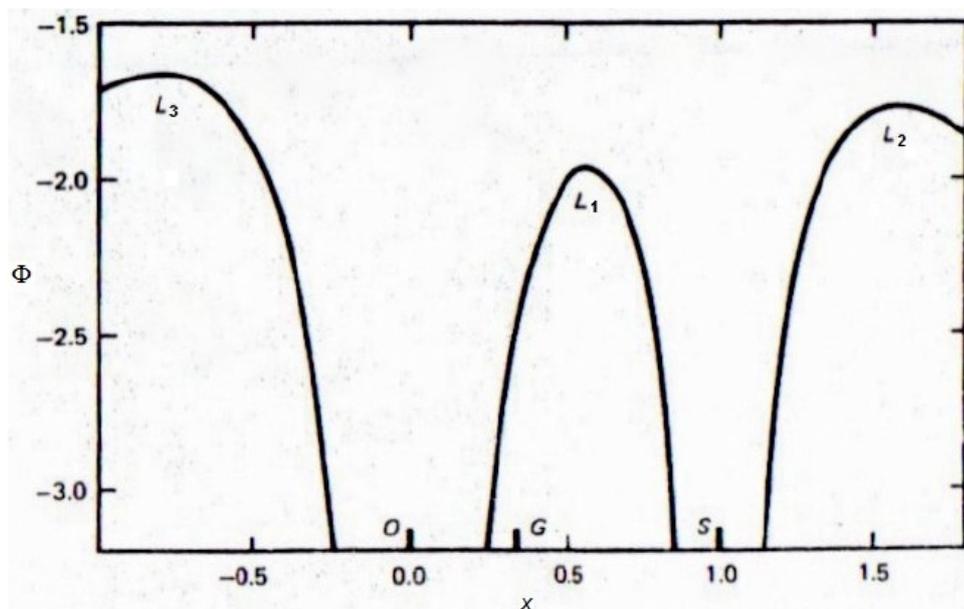


Figura 1.2 - O potencial Φ como função da distância ao longo da reta que une os centros das componentes de um sistema binário. A estrela primária e a secundária são cercadas por poços de potencial e entre elas o potencial máximo ocorre em L_1 . Reproduzida a partir de Pringle e Wade (1985).

Nas variáveis cataclísmicas o raio da anã branca é menor que r_{min} e, portanto, o fluxo de matéria a circunda ao invés de chocar-se diretamente com ela. Este fluxo colide consigo mesmo, dissipando a energia cinética, se circularizando e assumindo a forma de um anel. Como em órbitas menores a velocidade angular é maior do que nas maiores, ocorre uma fricção interna entre os agregados de matéria que orbitam a estrela primária. Isto faz com que o gás seja aquecido, libere energia e perca momento angular, de modo que parte dele assume órbitas cada vez menores. Desta maneira a matéria que orbita a anã branca assume a forma de um disco, chamado *disco de acreção*. O disco se alastra até que seu limite interno se encontre com a anã branca. Desta forma a matéria proveniente da secundária flui através dele e é depositada na anã branca em uma região conhecida como *boundary layer*. O fluxo de matéria proveniente da secundária se choca com a extremidade externa do disco de acreção em velocidade supersônica, criando uma área extremamente aquecida, chamada *bright spot* que, em alguns casos, tem o brilho comparável a todo o restante do disco. Sua luminosidade é dada por (WARNER, 1995)

$$L_{bs} \approx \frac{GM_1\dot{M}_2}{r_d}, \quad (1.5)$$

onde r_d é o raio externo do disco e \dot{M}_2 é a taxa de transferência de matéria da secundária.

A distribuição radial de temperatura nos discos de acreção é dada por

$$T_{eff} \propto \left(\frac{r}{R_1} \right)^{-\frac{3}{4}}, \quad (1.6)$$

onde R_1 é o raio do lóbulo de Roche da estrela primária, de maneira que o disco é mais aquecido na região próxima da anã branca. Nas variáveis cataclísmicas o disco de acreção emite radiação na região do óptico, mas nas suas regiões mais internas tem sua emissão dominada pelo ultravioleta, enquanto que na *boundary layer*, onde as velocidades de rotação do disco são desaceleradas para igualar a velocidade de rotação da primária, a emissão ocorre predominantemente em ultravioleta extremo e raios X.

Uma vez que a geometria dos lóbulos de Roche é determinada pela distância a entre as estrelas componentes e pela razão de massas q , os seus valores e a variação deles têm influência direta no processo de transferência de matéria. A relação entre a distância a , a massa da estrela secundária M_2 e o momento angular do sistema J pode ser expressa por (HELLIER, 2001)

$$\frac{\dot{a}}{a} = \frac{2\dot{J}}{J} + \frac{2(-\dot{M}_2)}{M_2} \left(1 - \frac{M_2}{M_1} \right). \quad (1.7)$$

Para a transferência ser conservativa o momento angular deve ser constante, ou seja, $\dot{J} = 0$. Uma vez que $\dot{M}_2 < 0$, a equação acima mostra que a distância entre as componentes aumenta ao longo do tempo ($\dot{a} > 0$). Isso se dá porque a matéria é transferida da estrela menos massiva para a mais massiva, e então passa de uma região mais afastada do centro de gravidade para outra mais próxima dele. Devido à conservação do momento angular, este contínuo acúmulo de massa em uma região mais próxima do centro de gravidade faz com que as estrelas componentes se movam para órbitas maiores, aumentando a distância a .

A mesma equação acima pode ser escrita para indicar a variação das dimensões do lóbulo de Roche da estrela doadora:

$$\frac{\dot{R}_2}{R_2} = \frac{2\dot{J}}{J} + \frac{2(-\dot{M}_2)}{M_2} \left(\frac{5}{6} - \frac{M_2}{M_1} \right). \quad (1.8)$$

Caso a razão de massas $q = M_2/M_1$ seja maior que $5/6$, a transferência de matéria diminui o raio do lóbulo de Roche ($\dot{R}_2 < 0$) e esta redução se acentuaria ainda mais se ocorresse perda de momento angular. Isto causaria uma transferência de matéria bastante violenta e instável (ver [Seção 1.3](#)). Para que a transferência de matéria em uma variável

cataclísmica seja estável é necessária uma razão de massas $q < 5/6$.

A transferência de matéria se dá porque a secundária preenche seu lóbulo de Roche. Entretanto, como foi visto, essa transferência também provoca o aumento da distância entre as componentes nas variáveis cataclísmicas, dado que $q < 5/6$. Ocorre que o aumento dessa distância causa o aumento das dimensões dos lóbulos de Roche, o que poderia interromper a transferência de matéria. Com relação a isso, são propostos dois mecanismos que provocariam a perda de momento angular do sistema, permitindo que a transferência de matéria se mantenha.

O primeiro mecanismo, o *freamento magnético*, é causado pela interação do campo magnético da estrela secundária com as partículas ionizadas expulsas pelo seu vento estelar. Como as partículas estão atreladas ao campo magnético, são forçadas a se moverem junto com a secundária em sua rotação, sofrendo uma aceleração antes de abandonarem a influência do campo e serem liberadas no espaço. Isto faz com que elas carreguem consigo uma quantidade significativa do momento angular da secundária. Como ela está presa ao movimento orbital do sistema pelo efeito de maré, isso termina por reduzir o momento angular do sistema por inteiro.

No segundo mecanismo, de acordo com a teoria da relatividade geral, a presença de matéria provoca uma curvatura no espaço, e o movimento orbital de duas estrelas faz com que ocorra uma alteração rítmica dessa curvatura que se propaga em forma de ondas, fenômeno chamado de *radiação gravitacional*. Como a energia usada para produzir as ondas gravitacionais é extraída do movimento orbital, isto provoca a perda de momento angular no sistema. O efeito dessa radiação é pequeno, mas, à medida que o sistema adquire órbitas menores, sua velocidade orbital aumenta e a radiação gravitacional se torna mais intensa. Desta forma a perda de momento angular por esse mecanismo se torna mais significativa quanto menor for o período orbital do sistema.

A evolução das variáveis cataclísmicas, ou de forma análoga, a evolução de seus períodos orbitais, deve ser analisada pela estatística da população observada em um dado momento, pois a evolução dos sistemas tem uma duração da ordem de 10^6 anos. Pela distribuição dos períodos orbitais das centenas de variáveis cataclísmicas conhecidas, como mostrado na [Figura 1.3](#), pode-se ver uma súbita queda no número de objetos com períodos entre 2 e 3 horas, conhecida pelo nome de *period gap*. O *period gap* define duas regiões no histograma: a região de sistemas com períodos acima de 3 h, associada ao regime de freamento magnético, e os sistemas com períodos menores que 2 h, cuja perda de momento angular é causada pela radiação gravitacional.

Este cenário sugere que um sistema, evoluindo pelo regime de freamento magnético para períodos orbitais mais curtos, terá o freamento interrompido ou bastante

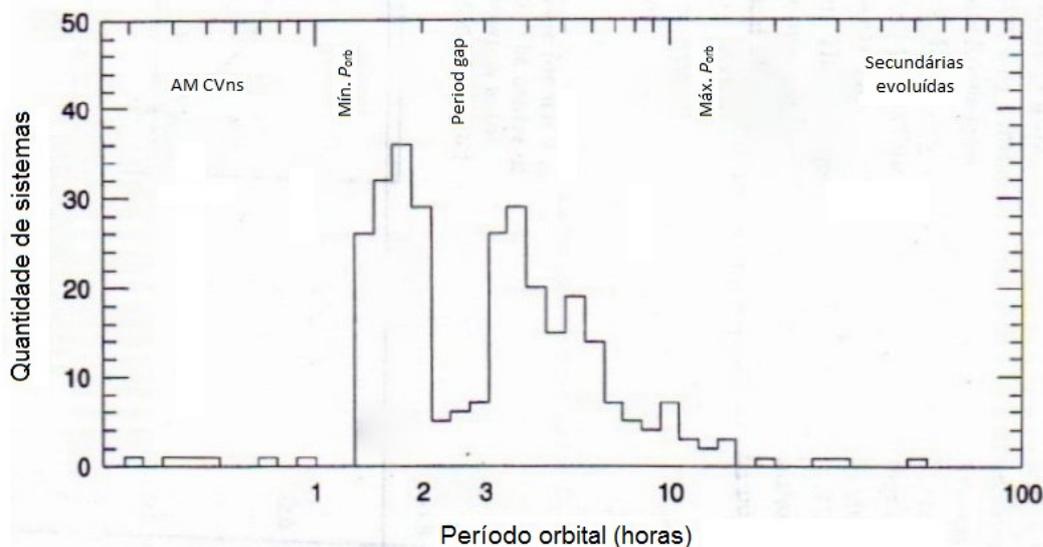


Figura 1.3 - *Distribuição de períodos orbitais de variáveis cataclísmicas. Adaptada a partir de Ritter e Kolb (1998).*

reduzido ao chegar a um período de cerca de 3 h. Possivelmente isto ocorre por causa do enfraquecimento do campo magnético da secundária ou pela atenuação do vento estelar. O sistema, então, manterá a perda de momento angular apenas pela radiação gravitacional, que se tornará cada vez mais eficaz. Neste caso, a aparente ausência de objetos observados com períodos entre 2 e 3 horas está relacionada à interrupção da transferência de matéria que ocorre no momento da redução do freamento magnético, pois nesse instante a secundária sofre uma ligeira contração para retornar ao seu raio de equilíbrio termodinâmico e se destaca do seu lóbulo de Roche. Sem transferência o disco de acreção se desfaz e a acreção de matéria na anã branca cessa. Devido a isso, a luminosidade do sistema é reduzida drasticamente e ele se torna quase indetectável. Este seria o motivo da baixa quantidade de sistemas observados naquele intervalo. Algum tempo depois, a secundária volta a ter contato com o seu lóbulo, quando a perda de momento angular por radiação gravitacional tiver feito o sistema evoluir, progressivamente, para um período orbital de cerca de 2 horas. Isto reiniciará a transferência de matéria e formará novamente o disco de acreção.

1.2.2 Erupções em variáveis cataclísmicas

As variáveis cataclísmicas estão relacionadas ao fenômeno das *Novas*. Uma nova é uma estrela que aparenta surgir repentinamente no céu e aos poucos perde seu brilho, desaparecendo depois de algumas semanas, com uma fenomenologia semelhante à das supernovas, mas em uma escala menor. Esta estrela é uma variável cataclísmica que sofreu uma explosão em sua primária por causa do acréscimo de matéria. Este acréscimo

faz com que uma camada de hidrogênio seja formada na superfície da anã branca, que é composta de elementos mais densos. Devido à alta intensidade do campo gravitacional da anã branca, o peso do hidrogênio comprime o material na base da camada. A temperatura e pressão cada vez mais altas dão início a uma reação termonuclear, que expulsa o material depositado na anã branca em uma explosão de nova (STARRFIELD et al., 1972; BODE; EVANS, 2008) sem, no entanto, destruí-la. Após um intervalo de tempo, a acreção é retomada e o processo inicia um novo ciclo.

A quantidade de material necessária para provocar a explosão depende da massa da anã branca. Quanto mais massiva for, maior será a intensidade da força gravitacional em sua superfície, e uma quantidade menor de matéria será suficiente para causar a reação nuclear. Isto implica que sistemas com anãs brancas mais massivas devem possuir uma frequência maior de explosões de nova.

Um sistema no qual foram observadas explosões mais de uma vez é atribuído à subclasse das *novas recorrentes*, sendo aplicado o termo *novas clássicas* àqueles nos quais só se registrou uma única explosão. É sabido que a maior parte das novas recorrentes não são variáveis cataclísmicas típicas, mas sistemas com o período orbital de dias ou centenas de dias e suas estrelas secundárias são gigantes, ou estão em processo evolutivo para se tornarem gigantes. Entretanto, suspeita-se que parte delas também poderia consistir de sistemas do mesmo tipo das novas clássicas, diferindo apenas em seu intervalo de recorrência.

De fato, em um sistema binário onde uma anã branca sofre acreção de matéria existem três regimes possíveis de queima nuclear do material acretado (NOMOTO, 1982). Eles dependem da taxa de acreção e da massa da anã branca, como mostra a [Figura 1.4](#). Na área hachurada, aproximadamente entre 1 e $4 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, a queima nuclear não causa explosões mas se mantém estável. Este fenômeno está relacionado às binárias de raios X supermoles, das quais trata a [Seção 1.3](#). Para taxas muito altas, acima da área hachurada, a matéria acretada expande, formando um envelope com as dimensões de uma gigante vermelha, e mantém a queima nuclear estável no núcleo. Este seria o modelo padrão de gigantes vermelhas com massas inferiores a $8 M_{\odot}$ (KIPPENHAHN; WEIGERT, 1994). Para taxas de acreção menores que os da região hachurada, a matéria acretada queima em explosões cíclicas. Quanto menores forem as taxas de acreção, mais violentas serão essas explosões, e maiores serão os intervalos entre elas. As explosões de novas se encontram abaixo da linha pontilhada da [Figura 1.4](#). Tipicamente, as variáveis cataclísmicas que produzem explosões de novas possuem taxas de acreção entre 10^{-9} e 10^{-8} massas solares por ano (LIVIO, 1994). Para taxas maiores que $10^{-8} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ o período de recorrência das explosões diminui consideravelmente, fazendo que possam entrar na classe das novas recorrentes. Até o momento são conhecidos apenas 10 objetos desta categoria: T Pyxi-

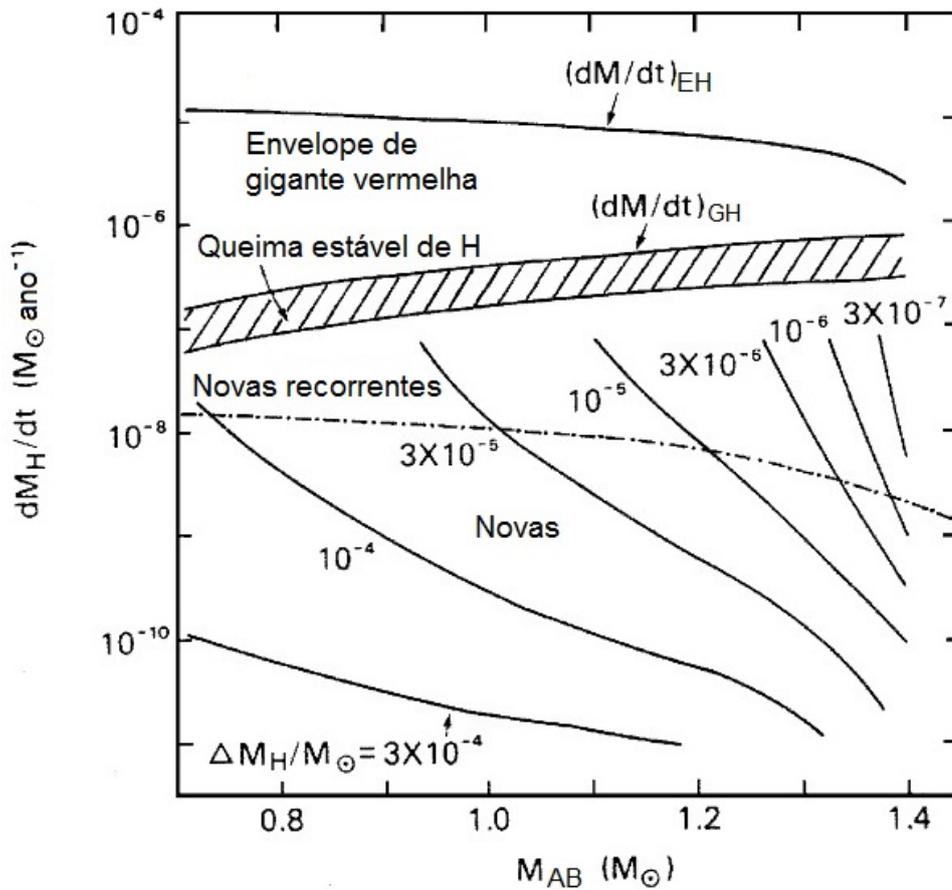


Figura 1.4 - Regimes de queima nuclear estável em uma anã branca em função de sua massa (M_{AB}) e da taxa de acreção (dM_H/dt). Os valores de ΔM_H indicam a quantidade de matéria acretada na anã branca para a qual é iniciada a queima nuclear, dada uma taxa de acreção. Adaptada a partir de Nomoto (1982).

dis, IM Normae, V745 Scorpii, CI Aquilae, V2487 Ophiuchi, V394 Coronae Austrinae, T Coronae Borealis, RS Ophiuchi, V3890 Sagittarii e U Scorpii (SCHAEFER, 2010).

Existe uma terceira classe de novas denominadas *novas anãs* que também sofrem um aumento repentino de brilho mas com uma intensidade menor do que as novas clássicas e a intervalos irregulares de semanas ou meses. A causa de sua erupção não está associada à anã branca, mas a instabilidades termodinâmicas no disco de acreção. Por último, há a classe das *nova-likes*, que abrange objetos classificados a partir de dois critérios diferentes. As nova-likes podem ser estrelas do mesmo tipo das que provocam novas, mas nas quais não foram observadas explosões, e também podem ser objetos semelhantes às novas anãs, mas nos quais a taxa de transferência de matéria é alta o bastante para que as instabilidades no disco de acreção deixem de ser alternadas com períodos de quiescência e o mantenham em um estado de “erupção permanente”.

Quando a anã branca possui um campo magnético intenso o suficiente para in-

terferir no movimento da matéria em transferência, esta é conduzida diretamente aos seus polos magnéticos, sem a formação de um disco, ou então com a formação de um disco intermediário que se estende apenas até a região em que a matéria passa a ser conduzida aos polos pelas linhas do campo magnético. No primeiro caso o objeto é denominado uma *variável cataclísmica polar* e no segundo, uma *variável cataclísmica polar intermediária*.

Ainda não se sabe ao certo se, a longo prazo, a diferença entre a massa acumulada pela acreção e a matéria ejetada nas explosões de nova provoca aumento ou diminuição da massa da anã branca. Suspeita-se que os sistemas que possuem anãs brancas mais massivas, como as novas recorrentes, podem sofrer um aumento em sua massa, o que poderia fazê-las ultrapassar o limite de Chandrasekhar. Desta maneira, elas se tornam candidatas a serem progenitoras de SNIa (HELLIER, 2001).

1.3 Binárias de Raios X Supermoles (CBSS)

Entre as possíveis candidatas de progenitoras de SNIa estão as *Binárias de Raios X Supermoles*, ou *Compact Binary Supersoft X-ray Sources* (CBSS). Elas são uma classe de objetos descobertos, inicialmente, nas Nuvens de Magalhães a partir de observações dos satélites Einstein e ROSAT (LONG et al., 1981; TRÜMPER et al., 1991). Estes objetos são fontes de raios X com uma alta luminosidade, com aproximadamente a mesma ordem do limite de Eddington ($\sim 10^{38} \text{ ergs s}^{-1}$). Entretanto, seu espectro de raios X possui picos de energia em regiões extremamente moles, com energias no intervalo de 15 a 80 eV e média entre 30 e 40 eV. Isto corresponde a uma temperatura de corpo negro de aproximadamente 300.000 – 500.000 K (KAHABKA; HEUVEL, 1997), em torno de 100 vezes menor que a das binárias de raios X clássicas, que possuem estrelas de nêutrons ou buracos negros. Isto indica que as CBSS formam uma classe separada de fontes de raios X, não encontrada anteriormente em nossa galáxia.

Estudos ópticos dos dois principais objetos desta classe, CAL 83 e CAL 87, revelaram variações fotométricas regulares de 1,04 dias e 10,6 h, respectivamente. A curva de luz de CAL 83 é aproximadamente senoidal, com amplitude de $\sim 0,1$ mag (SMALE et al., 1988) e a de CAL 87 se assemelha às curvas de binárias eclipsantes, com uma variação de $\sim 1,3$ mag no ponto de mínimo do eclipse (COWLEY et al., 1990; SCHMIDTKE et al., 1993).

Por meio da temperatura e luminosidade de uma estrela é possível calcular o seu raio por meio da lei de Stefan-Boltzman:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4. \quad (1.9)$$

Para os valores característicos das CBSS esta equação mostra que o valor do raio

do objeto que emite raios X deve ser ~ 9000 km, similar ao raio de uma anã branca. Por esta razão foi sugerido que, em analogia com as estrelas de nêutrons e buracos negros que sofrem acreção de matéria nas binárias de raios X clássicas, nas CBSS os raios X supermoles são gerados pela acreção de matéria na superfície de uma anã branca. Mas para gerar uma energia da ordem de $10^{38} \text{ ergs s}^{-1}$ uma anã branca com raio de 6000 km deveria sofrer uma acreção de $2 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ (KAHABKA; HEUVEL, 1997). Com uma taxa dessa a matéria transferida se tornaria espessa o suficiente para bloquear os raios X supermoles, impedindo sua detecção.

Heuvel et al. (1992) notaram que se a matéria acretada na superfície da anã branca sofresse uma queima estável, a taxa de acreção necessária para produzir a emissão de energia correspondente à das CBSS poderia ser cerca de 30 vezes menor que a taxa requerida para a geração de energia por pura acreção. De fato, como pode ser visto na Tabela 1.1, ao contrário do que ocorre em uma estrela de nêutrons, em uma anã branca a energia produzida pela queima nuclear estável é maior do que a que é produzida pela acreção de matéria. A taxa de transferência de matéria seria então da ordem de $10^{-7} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ e isto permitiria que os raios X escapassem do sistema. Esta taxa é cerca de 100 vezes maior do que as taxas de acreção encontradas nas variáveis cataclísmicas. O modelo proposto por Heuvel et al. (1992) para descrever esses sistemas se constitui de um sistema binário com uma estrela da sequência principal e uma anã branca, como nas variáveis cataclísmicas, mas no qual a secundária é mais massiva que a primária, com massa maior do que $\sim 1,3 M_{\odot}$; mais precisamente, um sistema com razão de massas $q > 5/6$. Como indica a Equação 1.8, um sistema com essa característica tem transferência de matéria instável, pois ela diminui o lóbulo de Roche e induz um aumento cada vez maior de si mesma. Isto provocaria a alta taxa de transferência necessária para que ocorra a queima nuclear estável na superfície da anã branca (Figura 1.4) e a produção de raios X supermoles. Devido a isso, este modelo ficou conhecido como *Dynamical Instability Mass Transfer* (DIMT). Ele prevê a existência apenas de sistemas com períodos orbitais mais longos que 6 horas (KING et al., 2001). Para períodos mais curtos a transferência de matéria é muito baixa para que haja queima nuclear estável na superfície da anã branca.

Tabela 1.1 - Comparação da emissão de energia produzida por acreção de matéria e por queima nuclear estável de hidrogênio em objetos compactos com $1 M_{\odot}$. Adaptada a partir de Kahabka e Heuvel (1997).

Objeto compacto	Energia emitida	
	Acreção	Queima nuclear estável
Buraco negro	$(0,1 - 0,42) mc^2$	—
Estrela de nêutrons	$0,15 mc^2$	$0,007 mc^2$
Anã branca	$0,00025 mc^2$	$0,007 mc^2$

Foram identificadas, entretanto, binárias emissoras de raios X supermoles que possuíam períodos orbitais menores que 6 h como, por exemplo, 1E 0035.4–7230, descoberta na Pequena Nuvem de Magalhães e que possui período de 4,126 h (SCHMIDTKE et al., 1996). Para explicar esses objetos, Teeseling e King (1998) propuseram um modelo no qual a razão de massas é a mesma das variáveis cataclísmicas, $q < 5/6$, e a estrela secundária possui baixa massa ($\sim 0,3 M_{\odot}$). Os raios X emitidos pela acreção de matéria na anã branca aquecem a superfície da estrela secundária e provocam um forte vento, carregando momento angular para fora do sistema. Além disso, a perda de material pela estrela secundária faz com que seu raio aumente. Tanto a perda do momento angular quanto o aumento do raio da secundária fazem com que esta ultrapasse os limites de seu lóbulo de Roche, intensificando a transferência de matéria. Este modelo é chamado *Wind Driven Mass Transfer* (WDMT). Desta maneira é possível descrever binárias com alta transferência de matéria e emissão de raios X supermoles que possuem períodos orbitais de $\sim 2 - 30$ h, como T Pyx e V617 Sgr, por exemplo, que têm períodos menores que 5 horas.

Nota-se que para CBSSs que possuem períodos orbitais entre 6 e 30 h não é possível determinar qual dos dois modelos é atuante apenas a partir do valor do período, pois neste intervalo há uma superposição dos modelos DIMT e WDMT. Além disso, a determinação do tipo espectral da estrela secundária é impossibilitada pela dominância luminosa da anã branca e do disco de acreção nesse tipo de sistema. A única maneira de distinguir entre os dois modelos é a partir da *variação do período orbital* da CBSS. No modelo DIMT o período orbital deve diminuir rapidamente com o tempo, atingindo um período mínimo de 6 horas, enquanto que o modelo WDMT prevê que o período orbital tem derivada positiva.

A detecção de CBSSs nas Nuvens de Magalhães levantou a questão sobre quantos desses objetos deveriam existir na Via Láctea. Estimou-se que devam existir aproximadamente 1000 objetos desse tipo em nossa galáxia (STEFANO; RAPPAPORT, 1994; YUNGELSON et al., 1996). Até o momento, entretanto, são conhecidas apenas duas fontes CBSS na nossa galáxia: RX J0925.7–4758, com período orbital de 4 dias, e RX J0019.8–2156 (QR And), com período orbital de 0,66 dia (MOTCH et al., 1994; MOTCH, 1998).

Steiner e Diaz (1998) propuseram que a contrapartida galáctica das CBSS pode ser a classe das *estrelas V Sagittae* (V Sge). Esta classe é composta por sistemas binários galácticos que compartilham muitas propriedades observacionais fotométricas e espectroscópicas com as CBSS, na faixa do visível. As estrelas V Sge são caracterizadas espectroscopicamente pela presença simultânea das linhas de emissão de O VI e N V, e pela intensidade da linha de He II 4686 Å, cerca de 2 vezes maior do que a de H β . Possuem curvas de luz de formas senoidais de pequena amplitude ou assimétricas e de

grande amplitude, quando então são detectáveis eclipses primários e secundários. Seus períodos orbitais estão distribuídos no intervalo de 5 a 12 horas. Ao contrário das CBSS, as estrelas V Sge não são detectadas na faixa de raios X supermoles. Porém essa ausência de detecção pode ser explicada considerando-se a absorção interestelar no plano galáctico aliada à maior metalicidade da Via Láctea, além da absorção pelo próprio vento intenso encontrado nestes sistemas.

Para este trabalho foram selecionados dois objetos com características que os tornam fortes candidatos a progenitores de SNIa. A variável cataclísmica *QU Carinae* é um objeto pouco estudado e cujo comportamento se assemelha em muitos aspectos ao das estrelas V Sge. O objetivo é analisar seu período orbital, que ainda não possui confirmação definitiva na literatura. A binária eclipsante de longo período *U Scorpii*, por sua vez, é assemelhada às CBSS. Até o momento não foram obtidos resultados que permitam concluir se há alguma variação em seu período orbital. O objetivo é fazer uma análise para determinar a derivada do seu período orbital utilizando instantes de eclipses. O tempo decorrido desde os primeiros estudos realizados neste sentido pode ser suficiente para permitir uma determinação mais precisa desta variação.

CAPÍTULO 2

AQUISIÇÃO, TRATAMENTO E ANÁLISE DOS DADOS

2.1 Observações

A maior parte dos dados utilizados neste trabalho foi obtida no Observatório do Pico dos Dias (OPD), localizado em Brasópolis - MG e dirigido pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA). O principal telescópio do OPD é o *Perkin-Elmer*, que possui um espelho primário de 1,6 m e foi utilizado nesta pesquisa para fotometria e espectroscopia. Já os telescópios *Boller & Chivens* e *Zeiss-Jena*, utilizados para fotometria, têm espelhos primários de 0,6 m. Todos os três possuem montagem equatorial. Em menor escala também se utilizou o telescópio SOAR, localizado em Cerro Pachón no Chile. Equipado com ótica adaptativa, possui espelho primário de 4,1 m e montagem azimutal. Foi utilizado para fotometria.

Para a obtenção das imagens de fotometria e espectroscopia foram utilizados os detectores eletrônicos do tipo conhecido como *dispositivo de carga acoplada*, ou *charge-coupled device* (CCD). Os CCDs utilizados no OPD foram os Marconi CCD42-90-0-941 (CCD 098), SITE SI003AB (CCD 101), Marconi CCD42-40-1-368 (CCD 105), E2V CCD47-20 (CCD S800) e E2V CCD42-40 (CCDs IkonL9867 e IkonL10127). No SOAR foi utilizado um mosaico de dois E2V CCD-44-82 do *SOAR Optical Imager* (SOI). Todos eles são finos e *back illuminated*. O CCD 098 foi utilizado para espectroscopia, o CCD 105 para fotometria e espectroscopia e os restantes apenas para fotometria. A [Tabela 2.1](#) apresenta mais informações sobre os CCDs utilizados.

Tabela 2.1 - Detectores CCD utilizados neste trabalho.

CCD	Tamanho da imagem (<i>pixels</i>)	Tamanho do <i>pixel</i> (μm)	Saturação (e^-/pixel)	Ruído de leitura (e^-_{rms})	Fator de conversão (e^-/ADU)
098	2048 x 4608	13,5 x 13,5	115k	2,4	2,5
101	1024 x 1024	24 x 24	205k	5,5	5,0
105	2048 x 2048	13,5 x 13,5	90k	2,5	2,5
S800	1024 x 1024	13,5 x 13,5	104k	5,3	0,8
IkonL9867	2048 x 2048	13,5 x 13,5	78k	6,3	1,0
IkonL10127	2048 x 2048	13,5 x 13,5	84k	6,0	0,9
SOI	4096 x 4096	15 x 15	—	4,4	2,0

2.2 Redução de dados

Todos os dados obtidos passaram pelos processos usuais de redução. Eles têm por objetivo eliminar sinais causados por determinadas características, físicas e operacionais, presentes em cada CCD e no conjunto óptico dos telescópios. Como estes sinais interferem na contagem dos fótons dos objetos estudados, são indesejáveis na sua análise, sendo necessário reduzir sua interferência. Para isto foram utilizadas as correções de *bias frame* e *flat field*. Todas foram feitas com rotinas padrão do IRAF, *software* distribuído pelo *National Optical Astronomy Observatories* (NOAO) ¹.

Para evitar problemas provocados por contagens negativas, os CCDs são configurados para que cada um de seus *pixels* trabalhe com uma carga elétrica previamente alocada. O valor de contagem desta carga é chamado de *bias level* e possui efeito aditivo na imagem produzida. Para eliminar este registro é feita a correção por *bias frame*. São realizadas exposições com a menor duração possível e com o obturador da câmera fechado. Desta maneira, são obtidas imagens com a contagem aproximada do *bias level*. Com uma quantidade de imagens suficiente para uma boa estatística calcula-se a sua mediana e é produzida uma imagem *bias* final que é utilizada na correção. Esta consiste em subtrair a imagem *bias* das imagens do objeto e também das imagens que serão utilizadas para o *flat field*.

Os *pixels* de um CCD possuem ganho ligeiramente diferente entre si, gerando respostas diferentes para uma mesma intensidade de radiação. A correção *flat field* tem por objetivo corrigir a diferença de sensibilidade destes *pixels*, a qual possui efeito multiplicativo no valor das contagens. Os processos utilizados para realizar esta correção envolvem a obtenção de imagens de uma fonte luminosa mais intensa do que os objetos astronômicos, para que haja uma relação sinal-ruído alta, e a utilização de exposições relativamente curtas para não gerar saturação no CCD. Estas imagens devem possuir uma iluminação uniforme em cada um de seus *pixels* por uma fonte de luz com resposta espectral idêntica à dos objetos observados. Os procedimentos mais comuns para isto são exposições do interior da cúpula do telescópio ou de uma tela montada em seu interior, ambos iluminados por uma lâmpada; ou então exposições do céu durante o crepúsculo. Como os *pixels* possuem diferente sensibilidade para cada faixa do espectro é necessário que as imagens de *flat field* sejam feitas com o mesmo filtro utilizado nas imagens do objeto estudado. São obtidas imagens em quantidade suficiente para permitir uma boa estatística e é calculada a sua mediana. Esta, por sua vez, é normalizada, gerando uma imagem *flat field* final que possuirá registrada a razão das diferenças de ganho de cada *pixel*. Esta imagem final é utilizada para corrigir as imagens do objeto estudado. A correção em si é feita dividindo-se

¹O NOAO é um órgão dirigido pela *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.*, com a cooperação da *National Science Foundation*, nos Estados Unidos da América

o valor dos *pixels* de cada imagem do objeto pelos valores correspondentes na imagem de *flat field*.

Optou-se neste trabalho por se utilizar o processo de iluminação de uma tela no interior da cúpula, conhecido por *flat de domo*, por ser de mais rápida execução e também por poder ser realizado antes do entardecer ou após o amanhecer sem complicações. Isto permite que haja mais tempo disponível para a observação dos objetos estudados e uma maior cobertura temporal. As telas utilizadas neste tipo de processo são pintadas com tintas especiais (MASSEY; JACOBY, 1992) que permitem uma reflexão tão uniforme quanto possível de todos os comprimentos de onda.

2.3 Fotometria

A *fotometria* é uma técnica utilizada no estudo astronômico que consiste em determinar o fluxo de radiação de um objeto. Ela pode ser feita de diferentes maneiras nas imagens obtidas por CCDs. Neste trabalho utilizou-se a técnica chamada *fotometria diferencial de abertura*, que mede a intensidade relativa do fluxo, tomando como referência um objeto de fluxo supostamente constante.

Para isto, foi selecionado no campo de cada objeto estudado, um grupo de objetos que serviram como comparações de magnitude. Estabeleceram-se aberturas circulares com raios convenientes, centradas na estrela estudada e em cada uma das estrelas de comparação, e também regiões em forma de anel no céu em torno delas. A fotometria consiste na soma das contagens dos *pixels* contidos na abertura circular e na determinação de sua diferença em relação à soma das contagens de uma estrela de comparação. Este processo produz a medição da variação da magnitude do objeto estudado ao longo do tempo. A região anelar serve para calcular a contagem média da radiação oriunda do céu e descartá-la da que é originada da estrela.

A escolha de vários objetos como comparações permite uma melhor avaliação da qualidade da fotometria, e também permite evitar o inconveniente de que uma estrela utilizada para este fim seja ela também variável. A fotometria de todos os objetos deste estudo foi realizada no IRAF, com o pacote SOARFOT, desenvolvido por R. Baptista e F. Jablonski e baseado no DAOPHOT II. Foram realizados testes para determinar as dimensões da abertura circular e das regiões anelares que fornecem melhor relação sinal-ruído. Como não houve diferença significativa entre os resultados, foi adotado um raio de abertura equivalente à média da largura a meia altura, ou *full width half maximum* (FWHM), de funções de espalhamento de ponto – *Point Spread Function* (PSF) – ajustadas ao objeto em uma amostra significativa das imagens; e uma região anelar do céu que contivesse uma quantidade de *pixels* cerca de dez vezes maior que a da abertura.

Cada valor de fluxo medido foi convertido em magnitude instrumental e associado ao horário da exposição de sua respectiva imagem para a construção de uma *curva de luz*. Esta curva é uma representação gráfica da variação do brilho da estrela ao longo do tempo. Além da curva de luz do objeto de estudo também foi construída a curva de uma estrela de comparação.

Para que a medição do tempo fosse precisa, os equipamentos de aquisição de imagens utilizam o horário fornecido pelo sistema GPS, registrando o instante do início de cada exposição diretamente no *header* das imagens. Nas curvas de luz utilizou-se a escala de tempo de dias julianos heliocêntricos, ou *Heliocentric Julian Day* (HJD), por ela possuir uma correção de variações temporais causadas pelo movimento da Terra em sua órbita. Além disso, esta escala de tempo também é mais conveniente para o cálculo de efemérides. A conversão do horário do GPS em HJD foi realizada pelo SOARFOT, que utilizou o instante médio das exposições para o cálculo.

2.4 Espectroscopia

Uma outra importante técnica utilizada pela astrofísica é a *espectroscopia*, a qual tem por objetivo essencial a obtenção de uma amostra da energia emitida por um objeto, fracionada em pequenos intervalos de comprimentos de onda dentro de um dado intervalo; amostra essa chamada de *espectro*. Para gerar este tipo de dado os espectrógrafos utilizam o princípio físico da dispersão da luz. Eles são constituídos essencialmente de um conjunto de espelhos e lentes e uma rede de difração, pelos quais passa a luz do objeto, captada pelo telescópio, após ter passado por uma fenda. Várias características físicas podem ser estudadas por essa técnica além da distribuição de energia como, por exemplo, a presença e abundância de elementos químicos, as velocidades dos objetos, e também processos físicos que ocorrem neles ou no seu ambiente imediato, como emissão de jatos ou a formação de nuvens.

Todos os dados utilizados na espectroscopia deste trabalho passaram pelas rotinas normais de redução de *bias* e *flat-field* e sofreram um processo de extração. Como os espectrógrafos produzem espectros bidimensionais, que possuem um eixo espacial e um eixo de dispersão (Figura 2.1), é necessário que sejam extraídos espectros unidimensionais a partir deles. Em cada espectro bidimensional é feito um corte ao longo do eixo espacial para que se determine o centro do perfil do objeto e uma janela de extração de tamanho adequado e de mesmo centro. Além disso também são determinadas regiões do céu em ambos os lados da janela para que sejam subtraídas as linhas telúricas. Como o eixo do espectro geralmente não é paralelo ao eixo de dispersão, utiliza-se o ajuste de uma função Legendre ou *spline* cúbica ao eixo do espectro para otimizar a soma das contagens, sendo este ajuste realizado em cada um dos espectros bidimensionais. Em cada ponto ao longo do

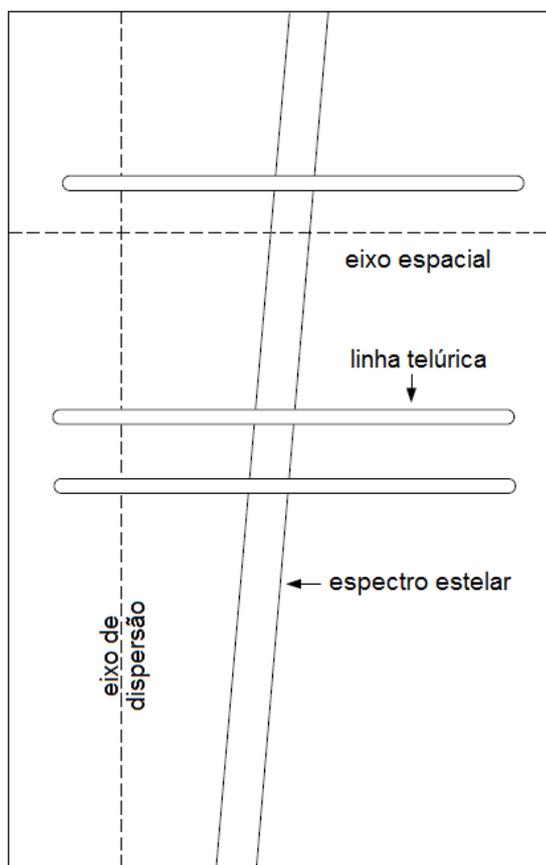


Figura 2.1 - *Espectro bidimensional esquemático mostrando os eixos espacial e de dispersão. Reproduzida a partir de Massey et al. (1992).*

traçado definido pela função são somadas as contagens da janela de extração e subtraídas as linhas telúricas. Desta maneira são extraídos espectros unidimensionais a partir das contagens dos *pixels* espectrais.

Após a extração deve-se calibrar o eixo de dispersão do espectro em função do comprimento de onda. Para isto utilizam-se espectros da luz de uma lâmpada padrão cujas linhas de emissão possuem comprimentos de onda bem determinados. Os espectros da lâmpada devem ser temporalmente próximos dos do objeto para que se possa corrigir alterações produzidas por flexões no espectrógrafo devido ao movimento do telescópio. A partir das linhas de emissão da lâmpada é feito o ajuste de uma função que relaciona os comprimentos de onda aos *pixels* espectrais. Esta função é então utilizada para calibrar os espectros do objeto.

Foi utilizada uma lâmpada de Tório-Argônio (ThAr) para todas as calibrações deste trabalho. O processo de extração dos espectros foi realizado com a tarefa APALL, do IRAF. Para cada um deles foram utilizadas duas imagens de lâmpada, as quais receberam

pesos de acordo com a sua proximidade temporal com o respectivo espectro.

2.5 Curvas de velocidade radial

A *curva de velocidade radial* é uma das ferramentas utilizadas para se analisar as informações obtidas nos espectros. Ela é construída a partir do deslocamento das linhas do espectro causado pelo efeito Doppler. A partir da diferença entre o comprimento de onda registrado nos espectros e o obtido em laboratório é possível calcular a velocidade com que um objeto se aproxima ou se afasta do observador, chamada de *componente radial da velocidade* ou *velocidade radial*. Relacionando a velocidade radial medida em cada espectro com o instante médio de sua exposição, é construída a curva de velocidade radial do objeto. Em uma estrela binária que possua órbita aproximadamente circular, a curva de velocidade radial de cada estrela componente possui a forma aproximada de uma senóide, devido ao seu movimento orbital. Entre outras características, esta análise permite obter o período orbital do objeto, a excentricidade de sua órbita e também a razão de massas de suas componentes.

2.6 Diagrama $O - C$

O *Diagrama $O - C$* é uma ferramenta tradicional que pode, entre outras aplicações, ser utilizada no estudo da variação do período orbital de estrelas binárias eclipsantes. Seu uso é conveniente para representar e analisar desvios entre os instantes das observações (O) e os instantes de eclipses calculados (C) por uma efeméride.

Em um caso ideal, onde não houvesse variação no período orbital de um objeto, a efeméride dos instantes de eclipses poderia ser expressa por

$$T = T_0 + PE, \quad (2.1)$$

onde T_0 é um instante arbitrário tomado como referencial, E é um número inteiro que representa os ciclos orbitais e P é o período orbital que, a princípio, é assumido como sendo constante. O valor $O - C$ é calculado pela diferença entre o instante observado do eclipse, T_{obs} , e o previsto pela efeméride. Já o diagrama é feito colocando os valores $O - C$ em função do tempo ou do ciclo orbital E .

O funcionamento do diagrama $O - C$ pode ser ilustrado com os seguintes exemplos esquemáticos. A [Figura 2.2](#) mostra como o diagrama se parece quando a efeméride está perfeitamente correta. Todos os valores $O - C$ são iguais a zero, já que os tempos previstos são exatamente iguais aos calculados. Na [Figura 2.3](#) os valores $O - C$ também formam uma linha reta, paralela ao eixo das abscissas. Entretanto todos estão deslocados do zero pelo mesmo valor. Este caso ilustra uma efeméride com o período orbital correto, mas

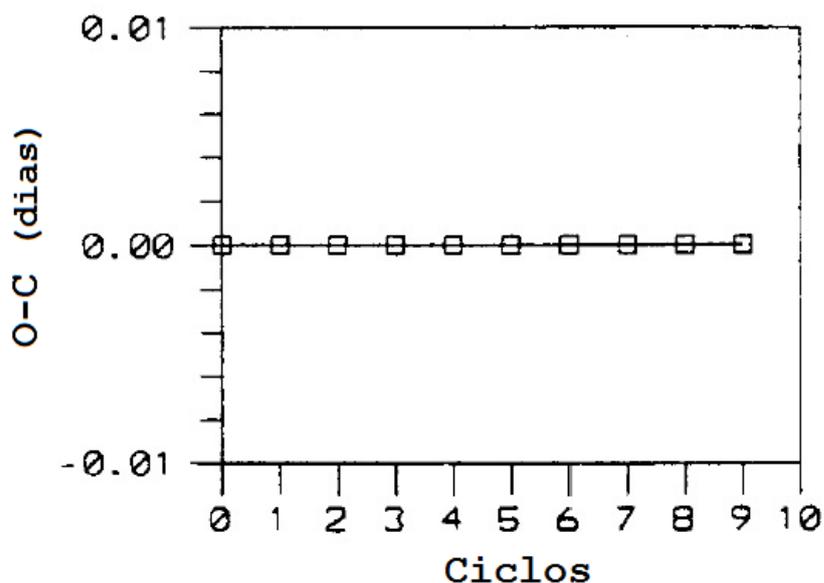


Figura 2.2 - Diagrama $O - C$ esquemático para o caso em que a efeméride está perfeitamente de acordo com as observações. Esta e as próximas quatro figuras foram adaptadas a partir de Young (1997).

cujo valor T_0 está incorreto.

Suponha que o instante T_0 tenha sido determinado de forma correta, mas que o período orbital contenha um erro em seu valor. Os valores do diagrama formarão também uma reta, mas ela não será horizontal, como mostra a Figura 2.4. A inclinação da reta indicará a diferença entre o período orbital real e o que foi estimado. Se, além do período orbital, também o T_0 não estiver correto, a intersecção da reta com o eixo das ordenadas indicará esta diferença.

Todos os três casos anteriores exemplificam situações em que o sistema observado era realmente periódico e as diferenças $O - C$, se haviam, estavam nos valores utilizados na efeméride. Eles mostram a utilidade do diagrama $O - C$ no refinamento de efemérides. Mas esta ferramenta pode servir também para indicar mudanças físicas nos objetos estudados. Se, por exemplo, a reta formada pelos valores do diagrama mudar de inclinação, formando um segundo segmento, como na Figura 2.5, isto indicará que houve uma mudança súbita no período orbital do sistema. Por outro lado, para um sistema cujo período orbital não é constante, os valores $O - C$ não formarão uma reta. A Figura 2.6 ilustra um caso em que o período sofre uma variação uniforme positiva e os valores do diagrama formam uma parábola com concavidade para cima.

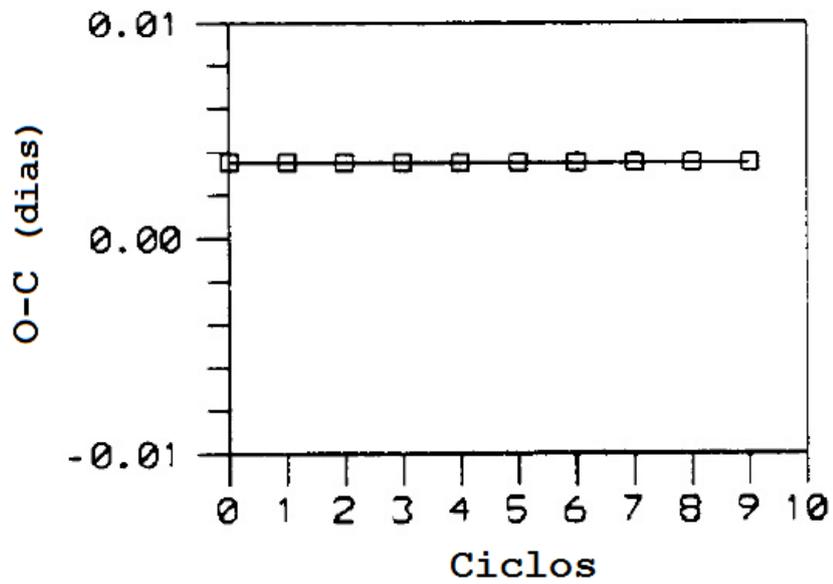


Figura 2.3 - Diagrama O-C esquemático para o caso em que o período orbital está correto mas o valor T_0 não.

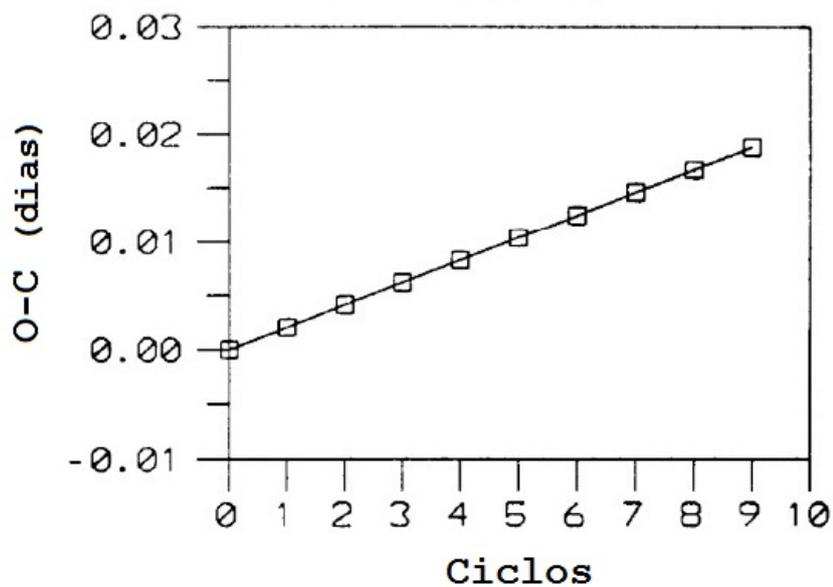


Figura 2.4 - Diagrama O-C esquemático para o caso em que o período orbital estimado contém um erro.

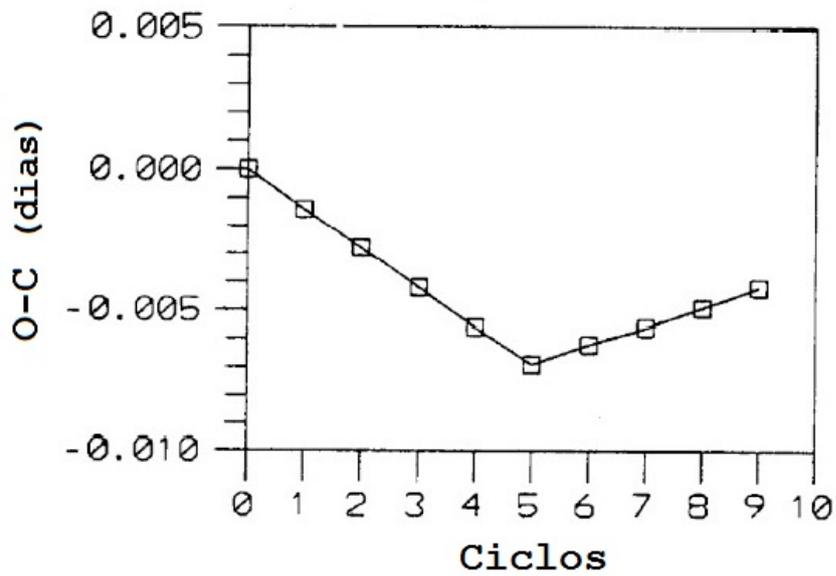


Figura 2.5 - Diagrama O - C esquemático para o caso em que ocorre uma mudança súbita no período orbital do sistema.

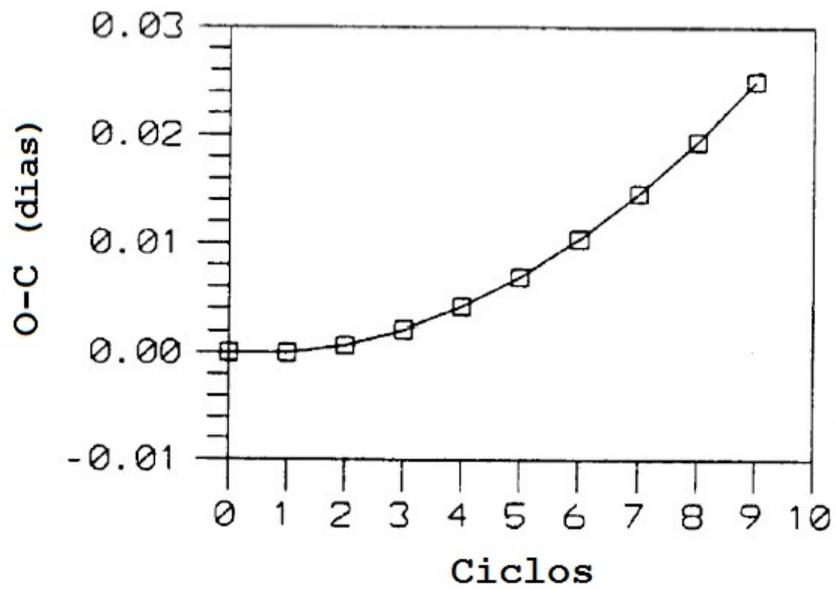


Figura 2.6 - Diagrama O - C esquemático para o caso em que o sistema possui uma variação uniforme positiva em seu período orbital.

2.7 Análise de periodicidade

Como o período orbital pode ser considerado o parâmetro fundamental de um sistema binário, é interessante que haja uma maneira de determinar a presença de periodicidade em um conjunto de dados obtidos em uma observação astronômica. Mais precisamente, uma técnica que permita analisar se uma curva de velocidades radiais, ou uma curva de luz, possui algum sinal periódico que pode ser associado ao movimento orbital do sistema. Dentre os vários métodos desenvolvidos para este objetivo, há um grupo deles que é baseado na análise de Fourier. Este tipo de análise é adequado a dados que possuem curvas semelhantes à senóide. Como a análise de periodicidades neste trabalho foi realizada principalmente em curvas de velocidades radiais, optou-se por fazê-la com uma técnica de Fourier, já que as curvas de velocidades radiais de estrelas binárias possuem formato aproximadamente senoidal. Uma técnica desse tipo permite, muitas vezes, a detecção de períodos em dados onde isso não seria possível apenas por inspeção visual.

A técnica utilizada neste trabalho é o *Periodograma Lomb-Scargle* (LOMB, 1976; SCARGLE, 1982), também conhecido como Periodograma Modificado, que é baseada na transformada de Fourier. O objetivo das técnicas de Fourier é verificar a existência de componentes periódicas em uma série temporal por meio de combinações lineares entre os pontos da série e funções senoidais com frequências tentativas. Como esta técnica utiliza os valores das frequências, toda a discussão seguinte e os periodogramas farão referência a elas, mas ficará subentendido que a análise é feita com o objetivo de investigar os períodos.

Os conjuntos de dados são limitados no tempo, já que só é possível observar o objeto por, no máximo, uma noite a cada 24 horas; e também porque os dados são obtidos em uma série discreta de N elementos em instantes t_k , com um comprimento determinado pela duração da observação. Para realizar a análise de periodicidade, os dados da série são testados em uma função que é sensível a períodos, ou frequências. A partir de um conjunto de frequências usadas como tentativas, e também a partir dos dados da série, esta função irá gerar uma imagem numérica. Quando a frequência usada como tentativa for próxima da frequência real contida na série, a função atingirá um valor extremo. Para fazer a verificação do resultado, cria-se um gráfico com os resultados da função no eixo das ordenadas e as frequências utilizadas como tentativa no eixo das abscissas. Este gráfico é denominado *periodograma*.

A transformada de Fourier é definida como

$$F(\nu) = \int_{-\infty}^{+\infty} f(t)e^{i2\pi\nu t} dt, \quad -\infty < \nu < +\infty, \quad (2.2)$$

onde ν é a frequência de teste e $f(t)$ a função que será analisada em busca de um período.

Como é necessário lidar com uma “função” discreta de N pontos a equação acima pode ser reescrita como

$$F_D(\nu) = \sum_{k=1}^N f(t_k) e^{i2\pi\nu t_k}; \quad (2.3)$$

fórmula conhecida como *Discrete Fourier Transform* (DFT).

A partir da definição da transformada de Fourier e da DFT, pode-se definir o periodograma como

$$\begin{aligned} P(\omega) &= \frac{1}{N} |F_D(\omega)|^2 \\ &= \frac{1}{N} \left| \sum_{k=1}^N f(t_k) e^{i\omega t_k} \right|^2 \\ &= \frac{1}{N} \left[\left(\sum_k f(t_k) \cos \omega t_k \right)^2 + \left(\sum_k f(t_k) \sin \omega t_k \right)^2 \right], \end{aligned} \quad (2.4)$$

onde $\omega = 2\pi\nu$. Deste modo, para cada valor de frequência, será gerado um valor $P(\omega)$ para o qual foram utilizados todos os pontos da série temporal. O *ponto de máximo* do periodograma indicará qual é a frequência da série analisada. Isto ocorrerá porque, se houver uma componente senoidal na série de dados com frequência ω_0 , os fatores $f(t_k)$ e $e^{i\omega t_k}$ ficarão em fase quando $\omega = \omega_0$, fazendo com que os termos nos somatórios se adicionem de forma coerente e aumentem o valor de $P(\omega)$. Para outros valores de ω os termos dos somatórios serão aleatoriamente positivos e negativos, causando um cancelamento e diminuindo o valor de $P(\omega)$.

Uma variação desta técnica, proposta por Scargle (1982), permite que a análise seja feita em séries com pontos desigualmente espaçados. Para isso ele redefiniu o periodograma como

$$P(\omega) = \frac{1}{2} \left\{ \frac{[\sum_k f(t_k) \cos \omega(t_k - \tau)]^2}{\sum_k \cos^2 \omega(t_k - \tau)} + \frac{[\sum_k f(t_k) \sin \omega(t_k - \tau)]^2}{\sum_k \sin^2 \omega(t_k - \tau)} \right\}, \quad (2.5)$$

onde τ é definido por

$$\tan(2\omega\tau) = \frac{\sum_k \sin(2\omega t_k)}{\sum_k \cos(2\omega t_k)}. \quad (2.6)$$

Scargle (1982) propôs essa nova definição por causa de seu comportamento estatístico simples, análogo ao caso de um periodograma para dados igualmente espaçados e também por ela ser equivalente a um ajuste por mínimos quadrados de ondas senoidais aos dados (LOMB, 1976; SCARGLE, 1982).

Para o cálculo dos periodogramas Lomb-Scargle deste trabalho foi utilizado o programa DFT, desenvolvido por F. Jablonski com base na sub-rotina apresentada por Vettering et al. (1992).

CAPÍTULO 3

O PERÍODO ORBITAL DE QU CARINAE

3.1 Introdução

QU Carinae foi relatada pela primeira vez por Stephenson et al. (1968) por apresentar características observacionais semelhantes às da binária de raios X de baixa massa Scorpius X-1, tais como variações de brilho irregulares e variabilidade de linhas de emissão do espectro, principalmente de He II 4686 Å. Entretanto, também apresenta diferenças significativas, como o fato de não possuir emissão de raios X, apresentar variações de brilho de menor amplitude e absorções ocasionais de H e He II. É um objeto bastante brilhante, com magnitude $m_V \approx 11,4$, e sua curva de luz não mostra sinais de periodicidade ou de eclipses. Apresenta *flickering* intenso, com variações da ordem de 0,1 a 0,2 mag, em escalas de poucos minutos (SCHILD, 1969) e também exibe variações em seu estado de brilho de até 0,7 mag, em escalas de horas ou dias. Além disso, apresenta períodos de quiescência e outros com maior atividade (HILTNER; GORDON, 1971).

Para determinar características orbitais de QU Car, Gilliland e Phillips (1982) obtiveram 37 espectros em três noites de março de 1979, com o telescópio CTIO de 1,5 m equipado com o espectrógrafo Cassegrain e 12 espectros em quatro noites de março de 1980 com o telescópio CTIO de 4 m, equipado com o espectrógrafo Ritchey-Chrétien. A Figura 3.1 mostra a soma dos espectros obtidos em 1979 e 1980. A resolução dos espectros de 1979 foi de ~ 3 Å, cobrindo o intervalo de comprimentos de onda de ~ 4300 – 4800 Å, com resolução temporal de 480 s. Os espectros de 1980, por sua vez, tinham resolução de ~ 2 – 3 Å e cobriam o intervalo de ~ 4550 – 4920 Å e foram obtidos pela combinação de 2 ou 3 espectros de menor exposição, resultando em uma resolução temporal de 300 s. A medição das linhas foi feita com o ajuste de um perfil Lorentziano, dando peso zero aos pontos próximos do centro das linhas e considerando apenas as suas asas, entre ± 200 km/s e ± 800 km/s. A análise das curvas de velocidades radiais da linha de He II 4686 Å resultou na determinação de um período de 10,9 h que eles consideraram como de origem orbital. A Tabela 3.1 mostra as efemérides obtidas por esses autores para He II em 1979 e 1980 e também a efeméride combinada desses anos, além das semi-amplitudes K_1 e das velocidades sistêmicas γ . A Figura 3.2 mostra a curva de velocidades radiais, obtida para a linha de He II 4686 Å, em fase com o período de 10,9 h. A imagem também mostra o melhor ajuste de uma modulação orbital obtido por eles, assumindo que a excentricidade ε da órbita do sistema e a longitude ω do periastro são nulas.

Os espectros também mostram o complexo de Bowen, composto de linhas de C III/N III/O II 4630–4660 Å, e linhas de emissão de Balmer de intensidade baixa e variável. Não foram detectados sinais da estrela secundária. Os autores consideraram o período

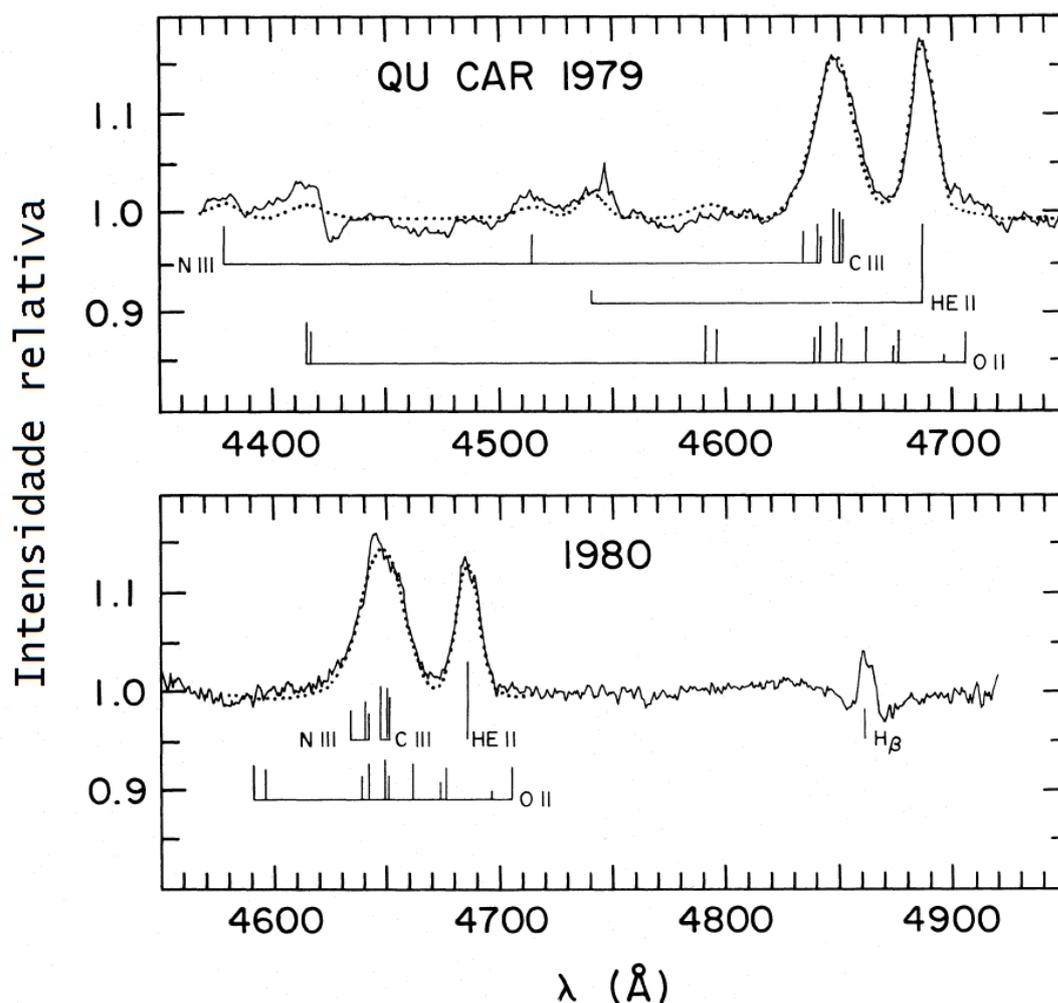


Figura 3.1 - Espectros médios de *QU Car* dos anos de 1979 e 1980 obtidos por Gilliland e Phillips (1982). As linhas pontilhadas representam ajustes de mínimos quadrados feitos pelos autores durante sua análise.

Tabela 3.1 - Parâmetros da velocidade radial de He II 4686 Å obtidos por Gilliland e Phillips (1982).

Ano	T_0 (HJD)	P (dias)	K_1 (km/s)	γ (km/s)
1979	2.443.960,660	0,459	120 ± 18	-87
1980	2.444.320,332	0,451	110 ± 30	-83
Combinados	$2.443.960,683 \pm 0,03$	$0,454 \pm 0,014$	115 ± 13	-84 ± 20

orbital encontrado e as características espectrais consistentes com uma classificação do objeto como nova clássica ou *nova-like*. Devido à presença de linhas de emissão com pico duplo e à ausência de modulação orbital em sua curva de luz, Gilliland e Phillips (1982) sugeriram uma inclinação orbital de $30^\circ \leq i \leq 60^\circ$. A ausência de linhas de absorção

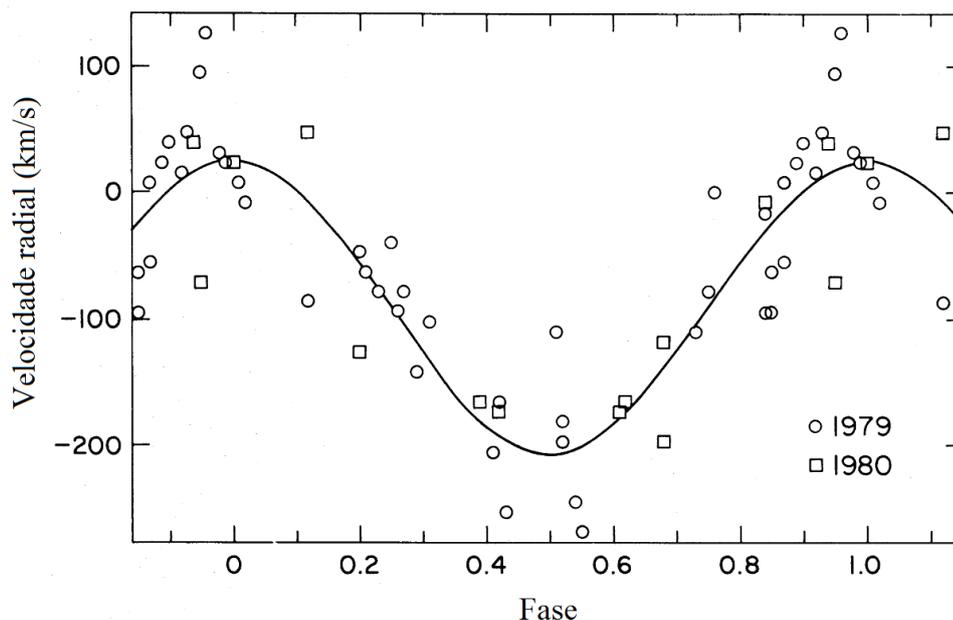


Figura 3.2 - Diagrama de fase das velocidades radiais de QU Car obtido por Gilliland e Phillips (1982) a partir da linha de He II 4686 \AA e do período de 10,9 h. A curva em traço contínuo foi ajustada pelos autores, assumindo a efeméride combinada de 1979 e 1980 e $\varepsilon = \omega = 0$.

da secundária sugere que a luz é dominada pelo disco de acreção e pela anã branca, característica também apontada em estudo feito no UV por Hartley et al. (2002). A partir de análises espectrais também no UV, Drew et al. (2003) sugeriram uma semelhança de QU Car com T Pyx e V Sge e a identificaram no domínio de luminosidade das CBSS.

Kafka et al. (2008) propuseram que QU Car poderia ser uma estrela da classe V Sge devido às variações em seu estado de brilho, sendo portanto, forte candidata a progenitora de SNIa. Entre dezembro de 2006 e julho de 2007 obtiveram 58 espectros no telescópio CTIO Blanco, de 4 m. A resolução dos espectros foi de $\sim 3 \text{ \AA}$, com tempo de exposição entre 60 e 300 segundos, e o intervalo de comprimentos de onda coberto foi de $\sim 3800\text{--}7500 \text{ \AA}$. Seu espectro médio é mostrado na Figura 3.3. Para estudar as velocidades radiais os autores ajustaram curvas Gaussianas aos perfis das linhas de He II 4686 \AA . Após isso construíram periodogramas com seus dados e também com os dados de Gilliland e Phillips (1982) (Figura 3.4). Sua análise não confirmou o período orbital de 10,9 h em seus dados de 2006 e 2007, embora tenha confirmado esta modulação nos dados de Gilliland e Phillips (1982). Suas curvas de velocidade radial são mostradas na Figura 3.5. Kafka et al. (2008) propõem que este comportamento errático das velocidades radiais possivelmente esteja associado a variações rápidas nos perfis das linhas causadas pelo vento, e não pela modulação orbital do sistema. Além disso, detectaram linhas nebulares como [O III] 5007 \AA e [N II] 6584 \AA , e perfis P Cygni em várias linhas de emissão, como C IV, características consistentes com um forte vento e perda de matéria.

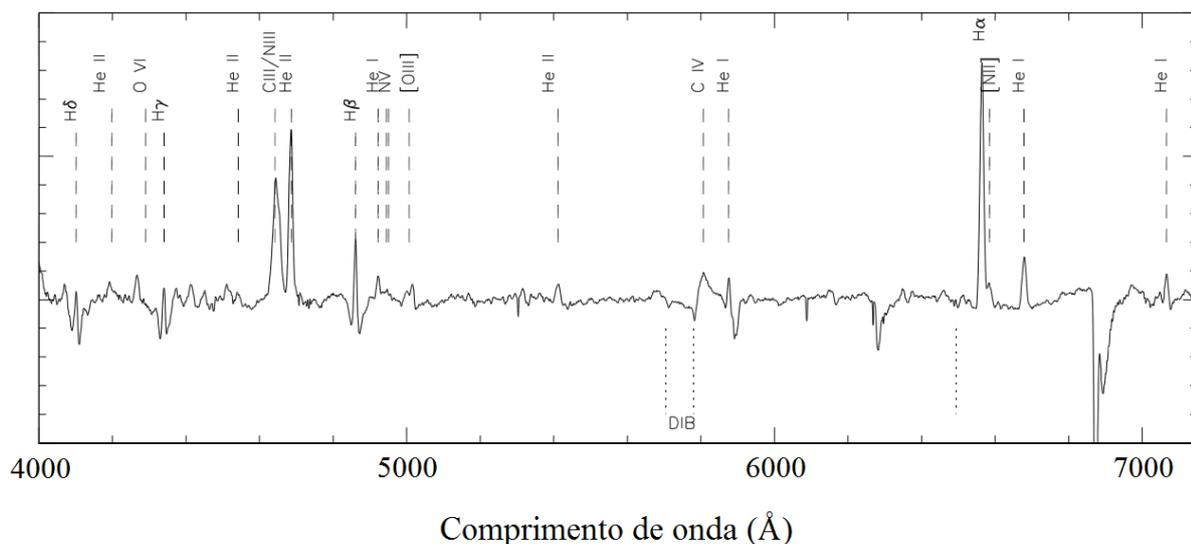


Figura 3.3 - *Espectro médio de QU Car obtido por Kafka et al. (2008).*

Kafka et al. (2012) obtiveram 14 espectros de QU Car utilizando o telescópio du Pont, de 2,5 m, no Observatório de Las Campanas, durante 6 noites de observação em agosto de 2010 e fevereiro de 2011. Foram detectados componentes em absorção na linha de $H\beta$, sendo um deles vermelho e estacionário, em ~ 1110 km/s, e o outro azul, presente em duas noites seguidas de 2010, em -370 km/s e -1050 km/s. Entre as variáveis cataclísmicas esta é uma característica detectada apenas em QU Car até o momento, e pode indicar que há fluxos de gás complexos e turbulentos nesse objeto, de modo que partes do fluxo podem sofrer *redshift* e *blueshift* diante da mesma fonte de radiação. Esses autores também detectaram linhas de Na I D, com componentes azuis em emissão e vermelhos em absorção, e interpretaram que elas são geradas a partir de nuvens circundantes ao sistema, constituídas de material expulso da estrela secundária por um forte vento. Além disso, as linhas de absorção de Na I D foram detectadas em um grupo de SNIa (SIMON et al., 2007; SIMON et al., 2009; STERNBERG et al., 2011) e sua detecção em QU Car é mais um indicativo de que ela é uma forte candidata a progenitora de SNIa.

Os objetivos almejados no presente estudo foram caracterizar a curva de luz de QU Car, estudar seu *fllickering* e analisar a significância do período de 10,9 h, ou a existência de algum outro. A obtenção de uma efeméride confiável é fundamental para a interpretação de vários fenômenos observados em QU Car. A análise do período foi feita por meio do estudo de suas curvas de luz e de velocidades radiais, com o uso da técnica de periodograma Lomb-Scargle.

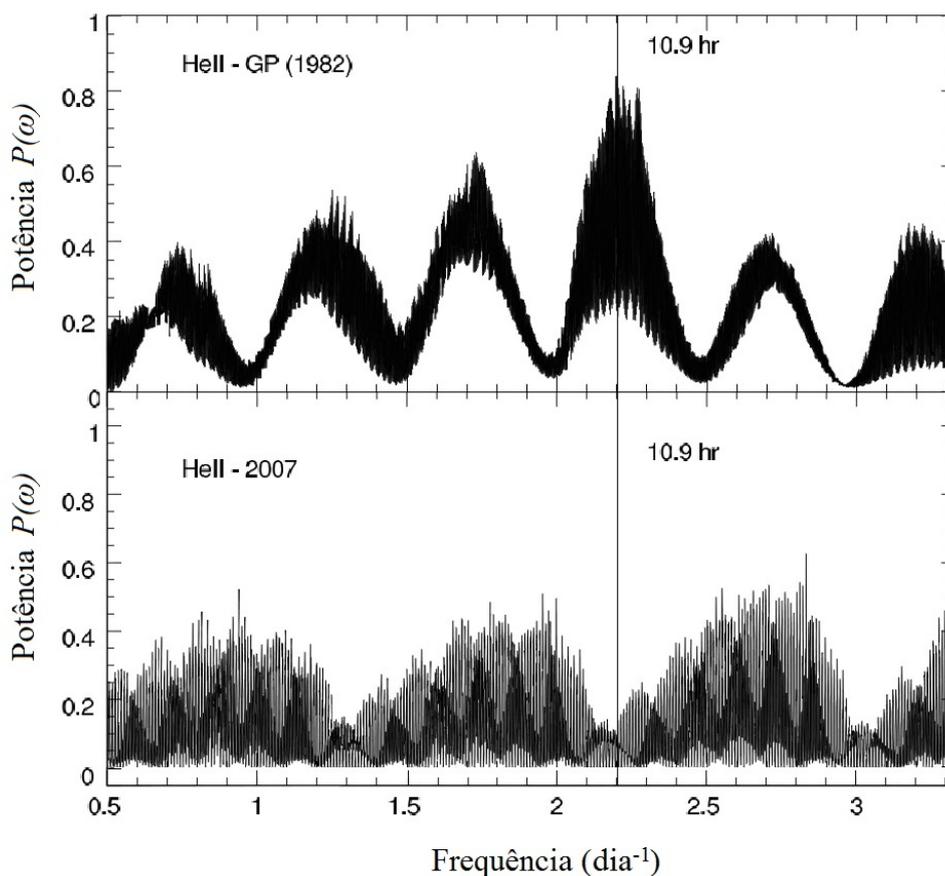


Figura 3.4 - Periodogramas obtidos por *Kafka et al. (2008)* a partir das velocidades radiais de *Gilliland e Phillips (1982)* (acima) e as do seu estudo (abaixo). O período de 10,9 h ($\text{dia}^{-1} = 2,202$), indicado por uma linha vertical, está presente nos dados de *Gilliland e Phillips (1982)* e ausente nos de *Kafka et al. (2008)*.

3.2 Observações e resultados

3.2.1 Fotometria

A fim de caracterizar a curva de luz de QU Car, foram obtidas séries temporais fotométricas em 10 noites de observação no OPD, utilizando os telescópios Zeiss-Jena e Boller & Chivens (Tabela 3.2). As imagens foram obtidas com o filtro V, com exposição de 30 segundos e foram reduzidas pelas rotinas padrões do IRAF (ver Capítulo 2). Para a fotometria diferencial de abertura e obtenção das curvas de luz foram selecionadas cinco estrelas de comparação, mostradas na Figura 3.6.

As curvas de luz do objeto apresentam *flickering* com variações de $\sim 0,2$ mag em escalas temporais da ordem de até 20 min, como pode ser visto na monitoria obtida em 21 de junho de 2011 (Figura 3.7). Como observado também em monitorias fotométricas publicadas anteriormente, as curvas não mostram modulação que possa ser associada ao período orbital do sistema, com exceção das monitorias que serão associadas aos estados

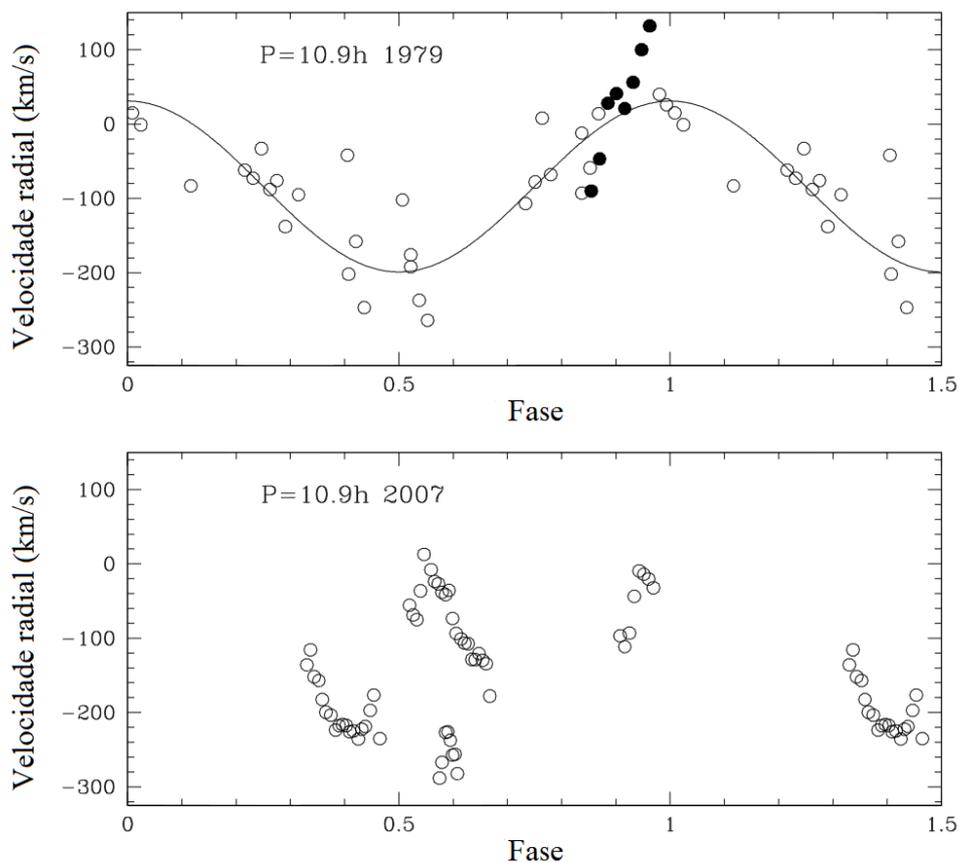


Figura 3.5 - Diagramas de fase das velocidades radiais de QU Car obtidas a partir da linha de He II 4686 Å. Acima: diagrama dos dados obtidos por Gilliland e Phillips (1982) com variação aparentemente monotônica em destaque. Abaixo: dados obtidos por Kafka et al. (2008) mostrando variações similares àquela destacada em preto no diagrama superior.

Tabela 3.2 - Séries temporais fotométricas de QU Car.

Data	HJD (início da observação)	Duração (horas)	Telescópio	CCD
2009 jun 06	2.454.988,42340	2,8	Boller & Chivens	S800
2011 abr 13	2.455.665,52235	7,7	Zeiss-Jena	101
2011 abr 22	2.455.674,43989	6,3	Zeiss-Jena	101
2011 abr 23	2.455.675,66444	3,5	Zeiss-Jena	101
2011 abr 24	2.455.676,70317	3,7	Zeiss-Jena	101
2011 mai 11	2.455.693,45158	1,7	Zeiss-Jena	IkonL 10127
2011 jun 21	2.455.734,41509	7,0	Zeiss-Jena	IkonL 10127
2012 mar 14	2.456.001,43987	8,1	Zeiss-Jena	101
2012 mar 25	2.456.012,46606	9,3	Zeiss-Jena	101
2012 mar 26	2.456.013,53611	6,0	Zeiss-Jena	101

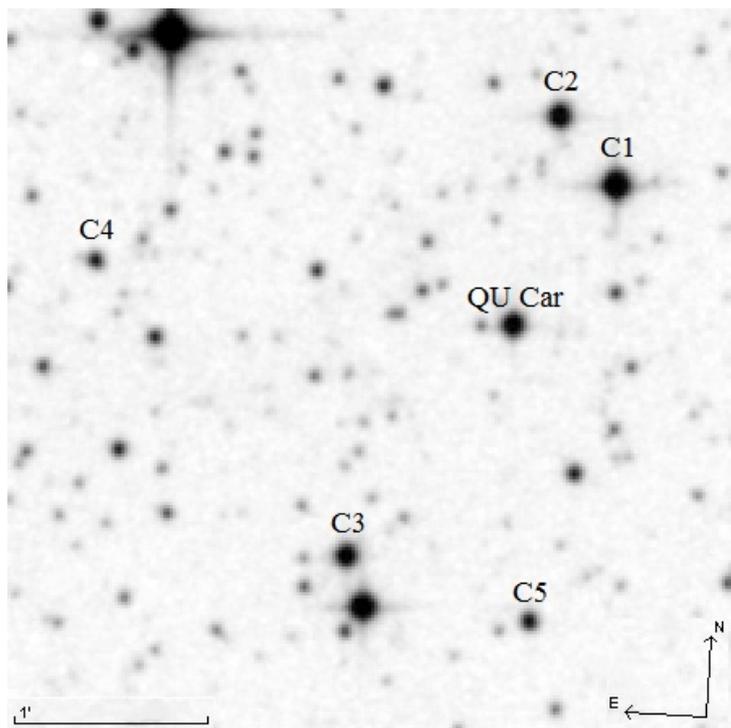


Figura 3.6 - Carta de QU Car com a identificação das estrelas de comparação.

baixos de brilho na análise seguinte. Estes diferentes estados de brilho, com amplitudes de variação de cerca de 0,5 mag em escalas de tempo de um mês, podem ser vistos na Figura 3.8, que mostra as curvas de luz de QU Car obtidas neste trabalho.

Há épocas em que o objeto apresenta baixa amplitude de *flickering*, como pode ser visto na curva de luz da noite de 25 de março de 2012 (Figura 3.9), quando a amplitude caiu para $\sim 0,05$ mag. Este comportamento também está presente nas noites de 11 de maio de 2011 e 26 de março de 2012. Em todas estas ocasiões, QU Car se encontrava em um estado de menor luminosidade quando comparado com as demais curvas de luz que foram obtidas (Figura 3.8). Surpreendentemente esta diminuição do *flickering* é acompanhada pela presença de uma modulação de $\sim 0,2$ mag, que julgamos ser de natureza orbital e que nunca tinha sido detectada anteriormente neste objeto. Esta descoberta será tratada na Seção 3.3.

Na análise dos dados fotométricos foi aplicado o método Lomb-Scargle para a investigação de periodicidades. A análise dos periodogramas Lomb-Scargle dos dados referentes ao estado alto de brilho não mostram nenhuma periodicidade relevante. Por outro lado, a análise dos dados de 25 e 26 de março de 2012, quando o objeto se encontrava em um estado de brilho mais baixo, indicou um período de $\sim 11,1$ h, (Figura 3.10) consistente com o de 10,9 h obtido por Gilliland e Phillips (1982). A Figura 3.11 mostra a curva de luz de 25 e 26 de março de 2012 em fase com o período de 10,9 h.

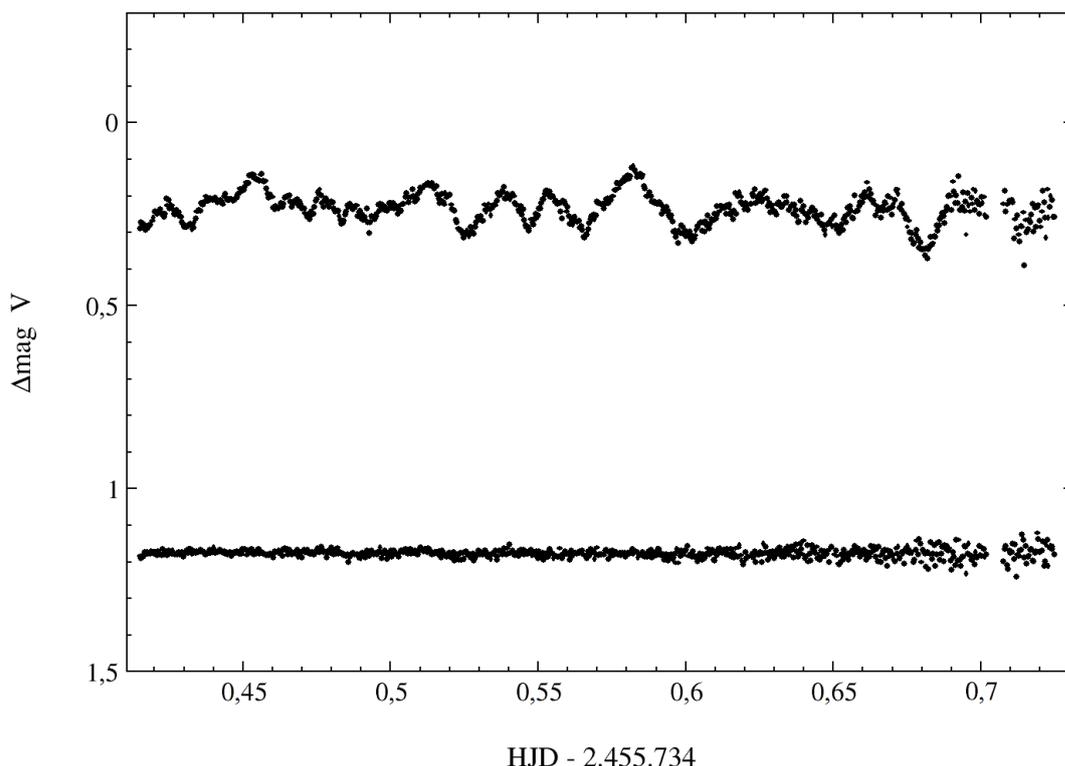


Figura 3.7 - *Curva de luz de QU Car (V – C1) obtida na noite de 21 de junho de 2011 (acima). Também é mostrada a curva da estrela C2 (C2 – C1) para fim de comparação (abaixo). A duração desta observação é de aproximadamente 7 h.*

3.2.2 Espectroscopia

Foi realizada espectroscopia em 14 noites para a análise das curvas de velocidades radiais e das linhas de emissão (Tabela 3.3). Utilizou-se para isto o telescópio Perkin-Elmer, do OPD, equipado com o espectrógrafo Coudé, rede de difração de 600 linhas/mm e fenda de 250 μm . Foram encontradas observações de QU Car no banco de dados do OPD, realizadas por J. E. Steiner, A. S. Oliveira, T. V. Ricci, F. Ribeiro e D. Cieslinski nos anos de 2004 e 2008. Estes dados foram adicionados à análise deste trabalho. Alguns dos dados de 2004 foram obtidos no telescópio Boller & Chivens com o espectrógrafo Cassegrain. Foram feitos espectros de uma lâmpada ThAr a cada quatro exposições de QU Car para garantir uma calibração em comprimento de onda acurada e estável. O espectro médio construído com os dados obtidos em 2004, 2010 e 2012 (Figura 3.12) mostra linhas fortes em emissão de He II 4686 \AA e do complexo de Bowen (C III/N III/O II 4630–4660 \AA), além das linhas de Balmer em emissão sobrepostas a uma forte e larga absorção. Também estão presentes em emissão as linhas de alta ionização de N V 4608, 4626 e 4945 \AA , N III 4379 e 4515 \AA , O II 4415 \AA , He II 4542 \AA (marginalmente), He I 4922 \AA e a linha de [O III] 5007 \AA , dividida em duas componentes com velocidades de -470 e +490 km/s.

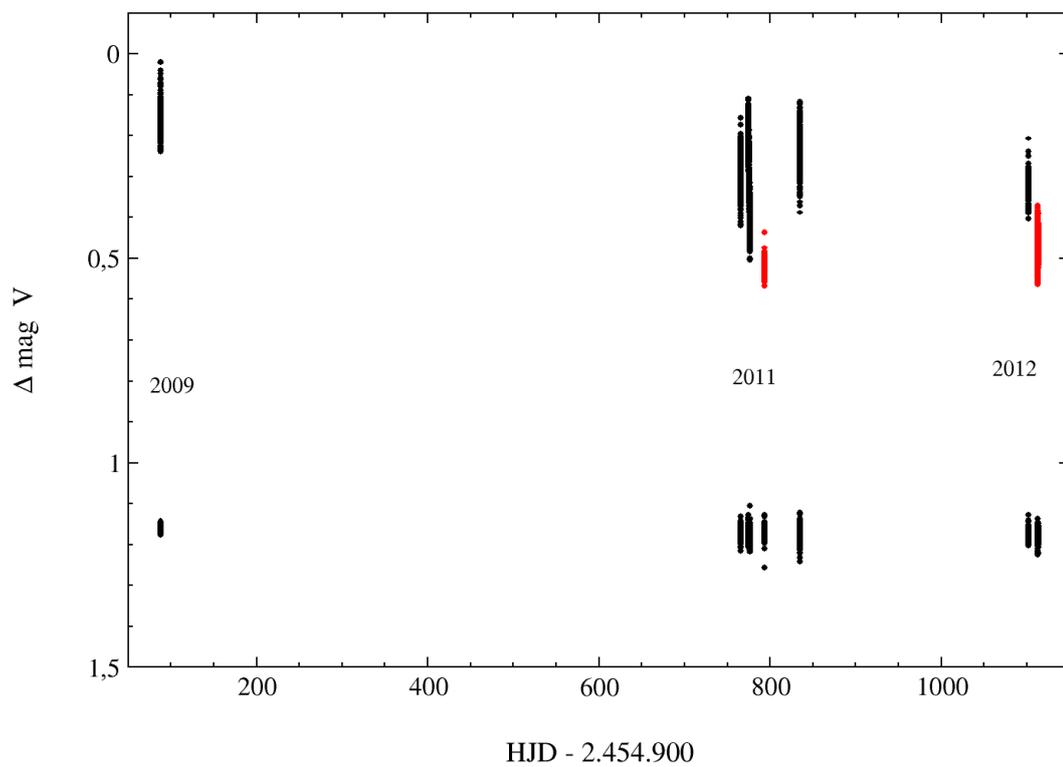


Figura 3.8 - Curva de luz de *QU Car* ($V - C1$) com todas as observações obtidas no *OPD*. A curva da estrela *C2* ($C2 - C1$) também é mostrada na parte inferior. Nota-se variações de $\sim 0,5 \text{ mag}$ no estado de brilho do objeto em escalas da ordem de poucos dias. As noites de 11 de maio de 2011 e 25 e 26 de março de 2012 estão em vermelho.

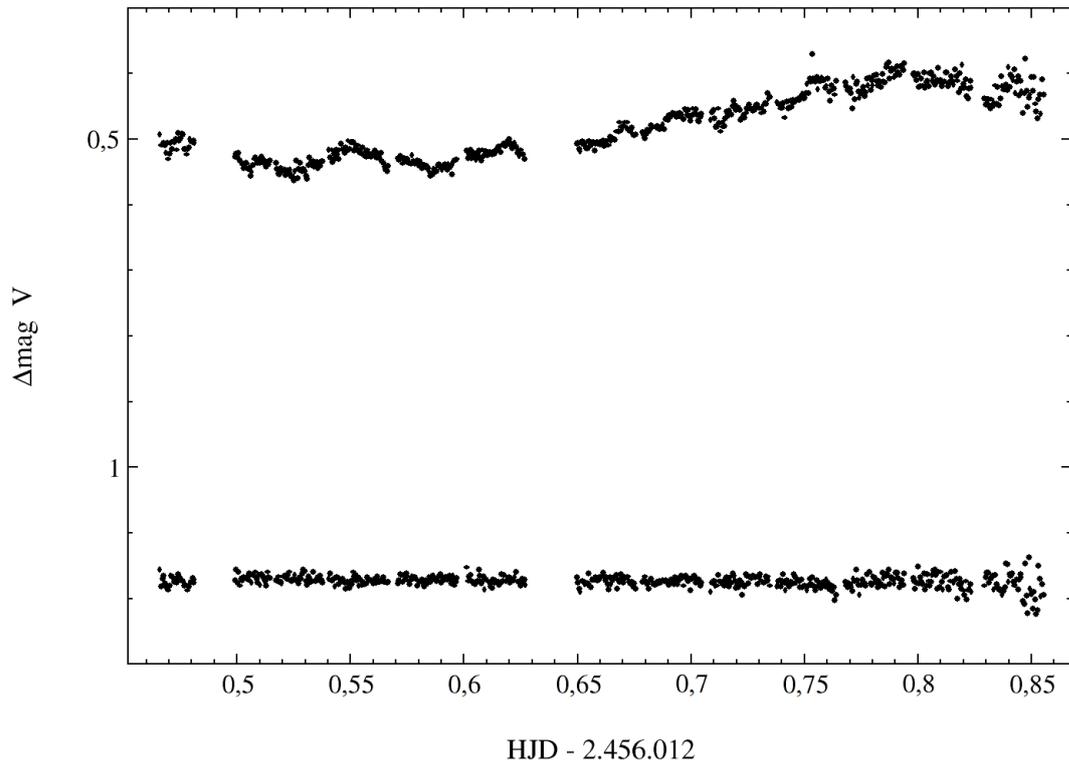


Figura 3.9 - Curva de luz de *QU Car* ($V - C1$) obtida na noite de 25 de março de 2012, onde se nota uma quase ausência de flickering. Também é mostrada a curva da estrela $C2$ ($C2 - C1$) para fim de comparação. A duração desta observação é de cerca de 9 h.

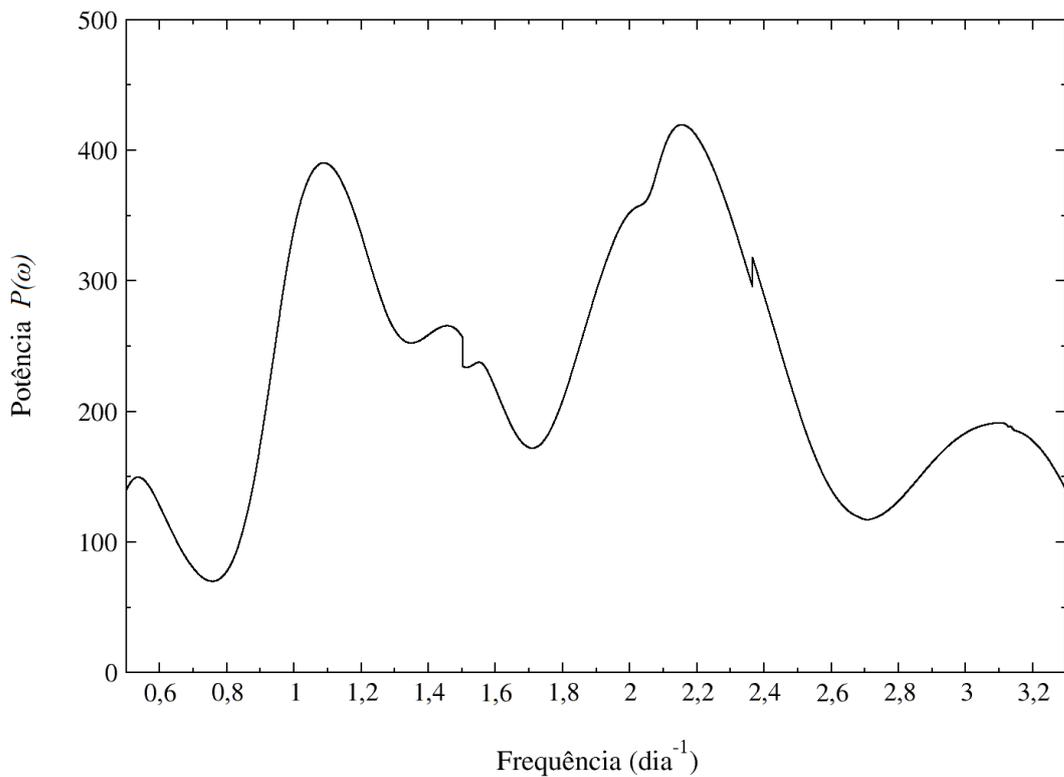


Figura 3.10 - Periodograma Lomb-Scargle dos dados fotométricos de *QU Car* de 25 e 26 de março de 2012. É indicado um período de $\sim 11,1$ h ($\text{dia}^{-1} = 2,1547$).

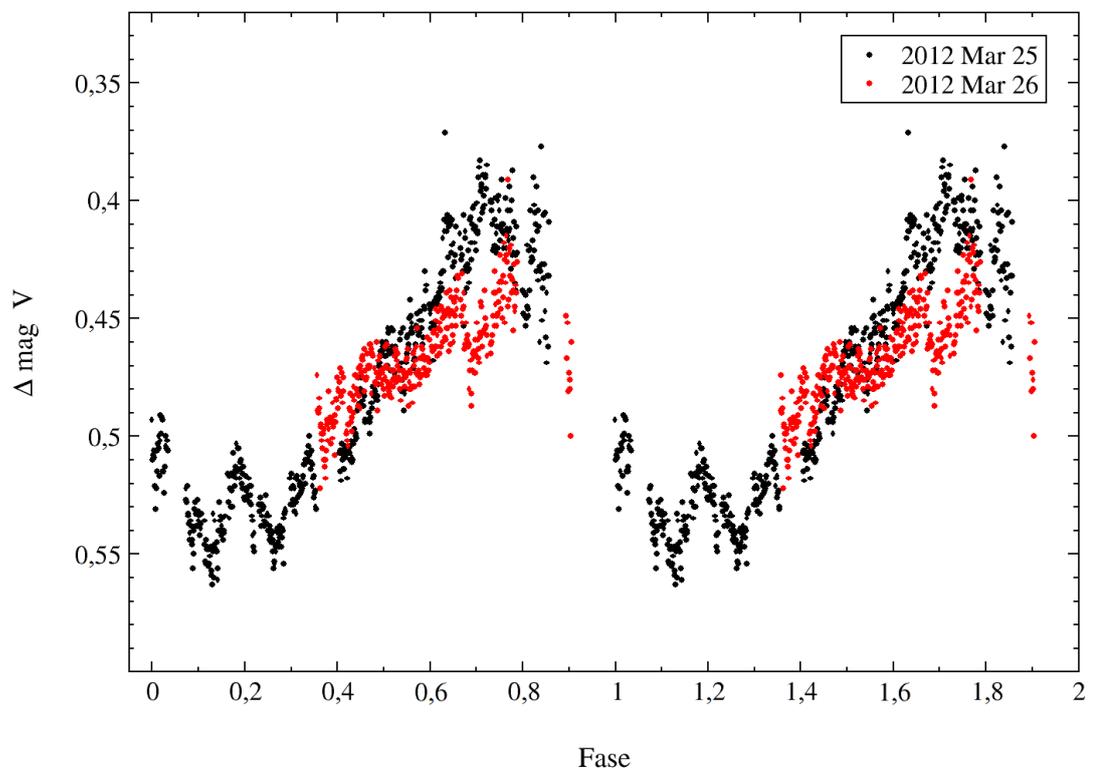


Figura 3.11 - Dados fotométricos de *QU Car* obtidos nas noites de 25 e 26 de março de 2012, em fase com o período de 10,9 h.

Tabela 3.3 - Observações espectroscópicas de QU Car.

Data (UT)	Telescópio	Espectrógrafo	Rede de difração (linhas/mm)	CCD	Tempo de exposição (segundos)	Número de exposições	Resolução (Å)	Cobertura espectral (Å)
2004 Feb 17	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	600	5	0,7	4040–5170
2004 Mar 01	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	1200	8	0,7	4040–5170
2004 Mar 02	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	1200	1	0,7	4040–5170
2004 Mar 11	Boller & Chivens	Cassegrain	900	105	900	9	2	3800–5230
2004 Mar 23	Perkin-Elmer	Cassegrain	300	105	600	3	11	2860–7680
2008 Apr 02	Perkin-Elmer	Coudé	600	105	900	1	0,6	4500–5000
2010 Feb 13	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	600	26	0,6	4205–5340
2010 Feb 14	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	600	27	0,6	4205–5340
2010 Feb 16	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	600	17	0,6	4205–5340
2012 Mar 01	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	1200	4	0,7	4000–5140
2012 Mar 02	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	1200	8	0,7	4000–5140
2012 Mar 03	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	1200	1	0,7	4000–5140
2012 Mar 04	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	1200	6	0,7	4000–5140
2012 Mar 05	Perkin-Elmer	Coudé	600	098	1200	21	0,7	4000–5140

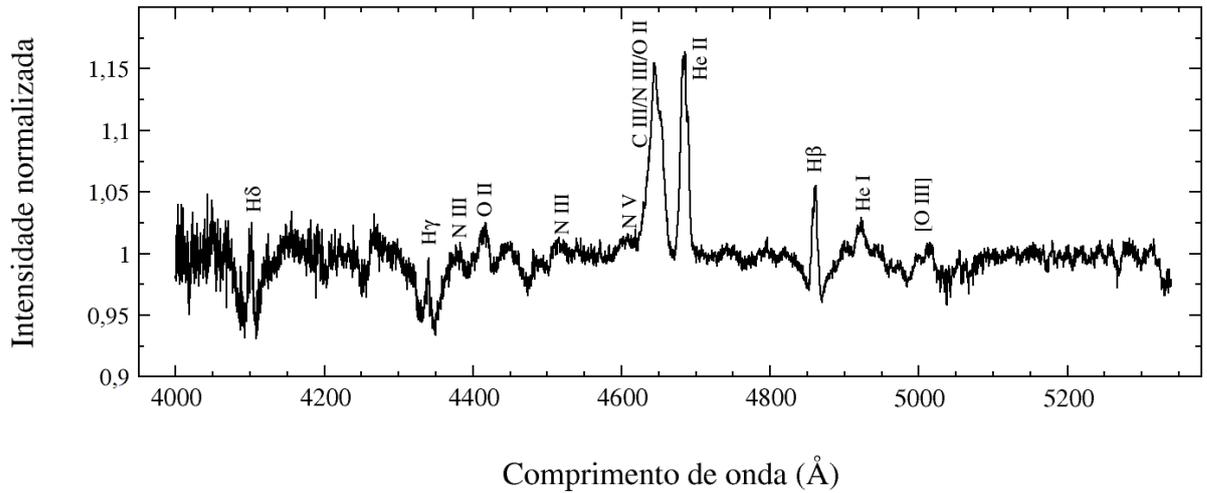


Figura 3.12 - *Espectro médio de QU Car obtido com os dados de 2004, 2010 e 2012.*

As velocidades radiais de QU Car foram calculadas a partir do deslocamento da linha de He II 4686 Å, por ser a mais intensa e de mais alta ionização. Isso foi feito por meio da posição do centróide de uma gaussiana ajustada ao perfil da linha. A Figura 3.13 mostra um diagrama Lomb-Scargle obtido da análise das velocidades radiais dos espectros de 2010 e 2012 analisadas conjuntamente – que correspondem ao grupo mais homogêneo dos dados que foram obtidos – e também os periodogramas que foram reconstruídos a partir das velocidades radiais da linha de He II 4686 Å obtidas por Gilliland e Phillips (1982) e por Kafka et al. (2008).

Os periodogramas individuais das velocidades radiais de 2004, 2010 e 2012 obtidas no OPD são muito semelhantes e apresentam o mesmo pico. Este resultado mostra, portanto, que o período orbital de 10,9 h encontrado por Gilliland e Phillips (1982), e que não apareceu nos dados de Kafka et al. (2008), reaparece nos dados obtidos nesta pesquisa de maneira inequívoca como $P = 10,95$ h. As efemérides espectroscópicas obtidas da linha de He II 4686 Å a partir dos dados de 2010, 2012 e dos dados combinados de 2010 e 2012 estão apresentadas na Tabela 3.4. T_0 é definido como o instante de transição de velocidades radiais positivas para negativas em relação à velocidade sistêmica γ e K_1 é a semi-amplitude do ajuste senoidal. Na Figura 3.14, Figura 3.15 e Figura 3.16 são mostradas as curvas de velocidades radiais de 2010, 2012 e dos dados combinados, respectivamente.

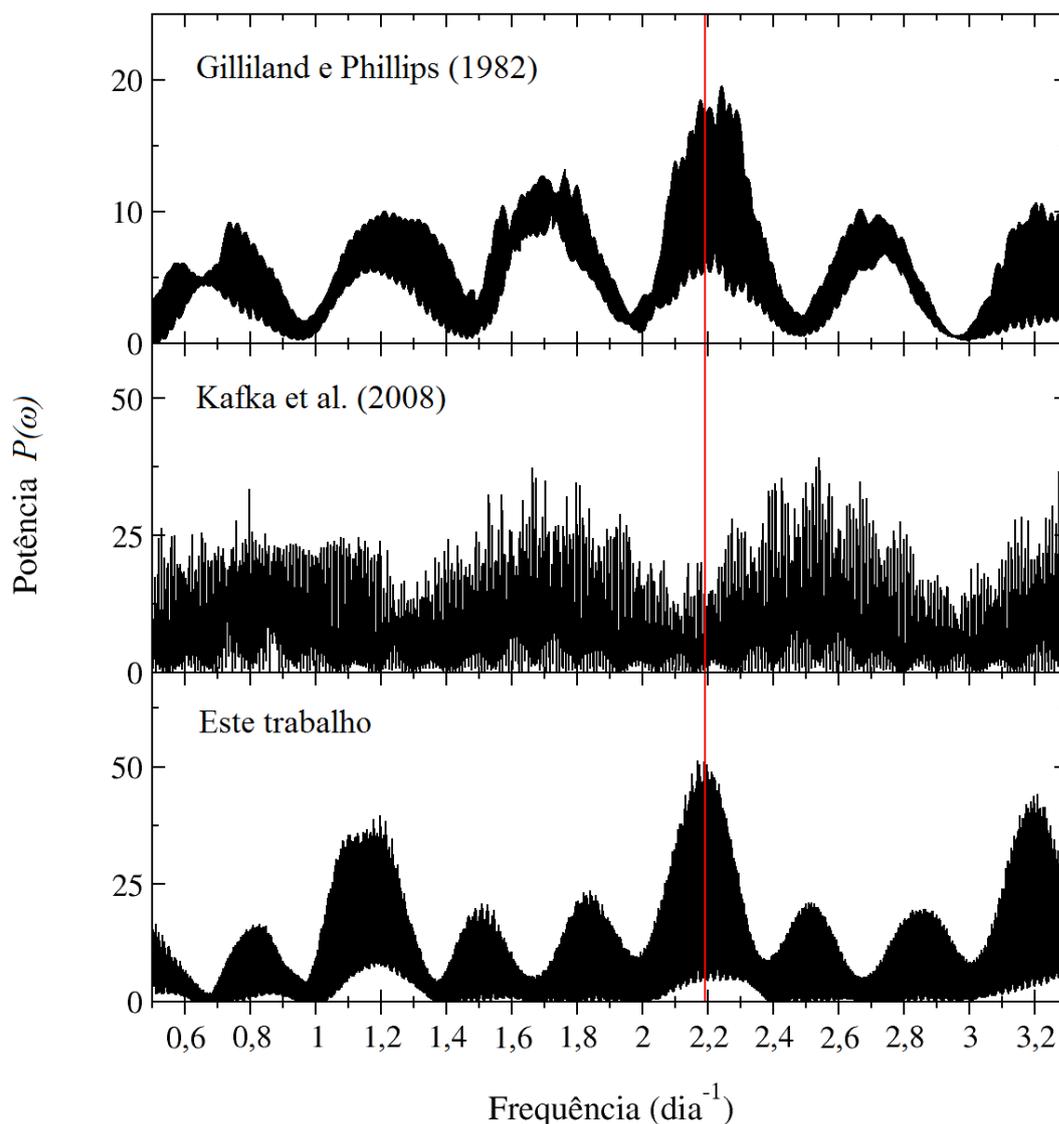


Figura 3.13 - *Periodograma Lomb-Scargle das velocidades radiais de QU Car calculadas a partir dos dados de 2010 e 2012. O ponto de máximo indica um período de 10,95 h ($\text{dia}^{-1} = 2,1926$). Também são mostrados periodogramas reconstruídos a partir dos dados de Gilliland e Phillips (1982) e Kafka et al. (2008).*

Tabela 3.4 - Parâmetros da velocidade radial de He II 4686 Å obtidos a partir dos dados de 2010, 2012 e dos dados de 2010 e 2012 combinados.

Ano	T_0 (HJD)	P (dias)	K_1 (km/s)	γ (km/s)
2010	$2.455.241,785 \pm 0,027$	$0,450 \pm 0,009$	134 ± 28	-21
2012	$2.455.992,920 \pm 0,036$	$0,456 \pm 0,010$	155 ± 30	-63
Combinados	$2.455.241,778 \pm 0,027$	$0,456 \pm 0,010$	138 ± 35	-31

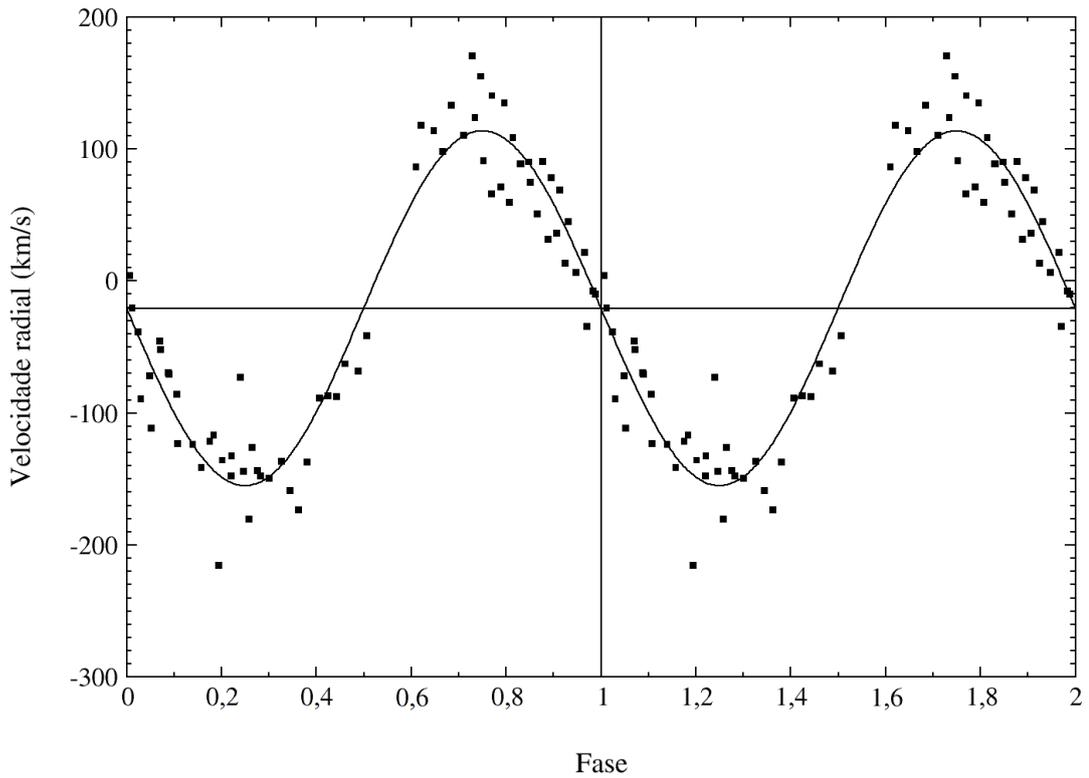


Figura 3.14 - Velocidades radiais dos dados de 2010 de *QU Car*, obtidas a partir da linha de *He II* 4686 Å e colocadas em fase com a efeméride de 2010. A curva contínua é o ajuste senoidal aos dados, e a reta horizontal indica a velocidade sistêmica $\gamma = -21$ km/s.

3.3 Discussão

Para analisar a variabilidade fotométrica de longo termo e a presença de estados distintos de luminosidade de *QU Car* foram acrescentados à análise os dados disponibilizados pelo *All Sky Automated Survey* (ASAS)¹ (POJMAŃSKI, 1997) e pela *American Association of Variable Stars Observers* (AAVSO)². O ASAS é um projeto sinóptico dedicado a monitorar fotometricamente todo o céu do hemisfério sul a declinações menores que +28° e profundidade de até 14 mag. Tem como objetivos a detecção e investigação de todo e qualquer tipo de variação fotométrica e servir para encontrar e catalogar estrelas variáveis. Atualmente possui duas estações de observação, uma no Chile e outra no Havaí. As duas são equipadas com dois instrumentos de campo amplo (200/2,8), os quais trabalham simultaneamente nas bandas V e I. Seus dados são de domínio público, acessíveis através de bancos de dados, nos quais se encontram aproximadamente 900 medições do brilho de *QU Car*, tomadas entre os anos 2000 e 2009. Como os dados de fotometria do ASAS estão registrados em magnitude absoluta, aqueles obtidos no OPD tiveram que

¹<http://www.astrow.edu.pl/asas/>

²Henden, A. A., 2010, Observações da *AAVSO International Database*, comunicação privada. <http://www.aavso.org/>

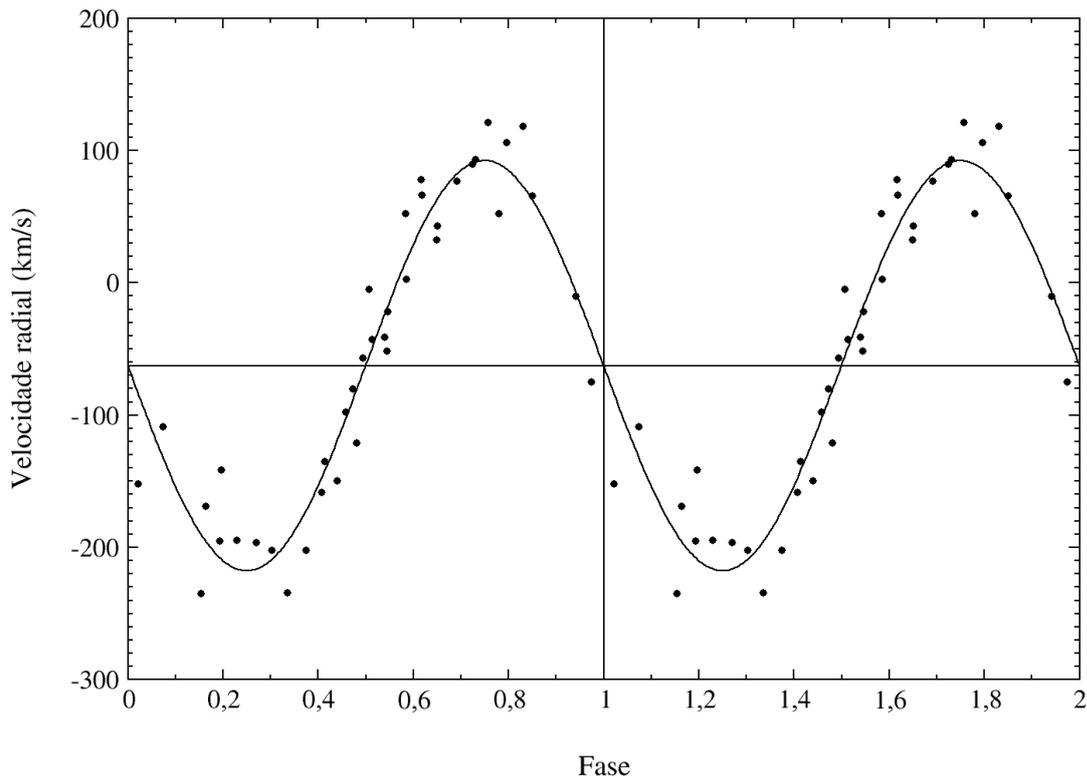


Figura 3.15 - Velocidades radiais dos dados de 2012 de QU Car, obtidas a partir da linha de He II 4686 Å e colocadas em fase com a efeméride de 2012. A curva contínua é o ajuste senoidal aos dados, e a reta horizontal indica a velocidade sistêmica $\gamma = -63$ km/s.

ser calibrados. Para isso foi utilizada como referência a estrela de comparação C1 (ver Figura 3.6). Ela está registrada no catálogo *Tycho-2* com a identificação TYC 9212-2118-1 e possui magnitude $m_V = 11,089 (\pm 0,071)$. Os dados de QU Car obtidos pela AAVSO, por sua vez, compreendem um intervalo de quase 25 anos de observações. A natureza destes dados não permite uma análise profunda, mas mostra a presença de diferentes estados de luminosidade do sistema (Figura 3.17), com incursões de brilho abaixo de 12 mag e amplitude máxima de variações de 1,5 mag. Nos dados de fotometria obtidos no OPD o objeto mostra variabilidade de 0,5 mag na amplitude. É importante notar que os dados fotométricos do OPD não apresentam magnitudes menores que 11,7 e, portanto, não atingem o estado mais baixo registrado nos dados da AAVSO. Este comportamento variável de luminosidade é encontrado nas estrelas V Sge (STEINER; DIAZ, 1998) e também foi relatado por Kafka et al. (2008). A estrela V Sagittae apresenta estados altos e baixos de brilho com diferenças de até 2 mag (ŠIMON, 1996) e uma semi-regularidade destes estados com período de ~ 240 dias (ROBERTSON et al., 1997).

Os dados fotométricos do OPD referentes ao estado mais baixo de luminosidade que foi observado ($m_V < 11,5$, Figura 3.8 e Figura 3.17) apresentaram uma atenuação

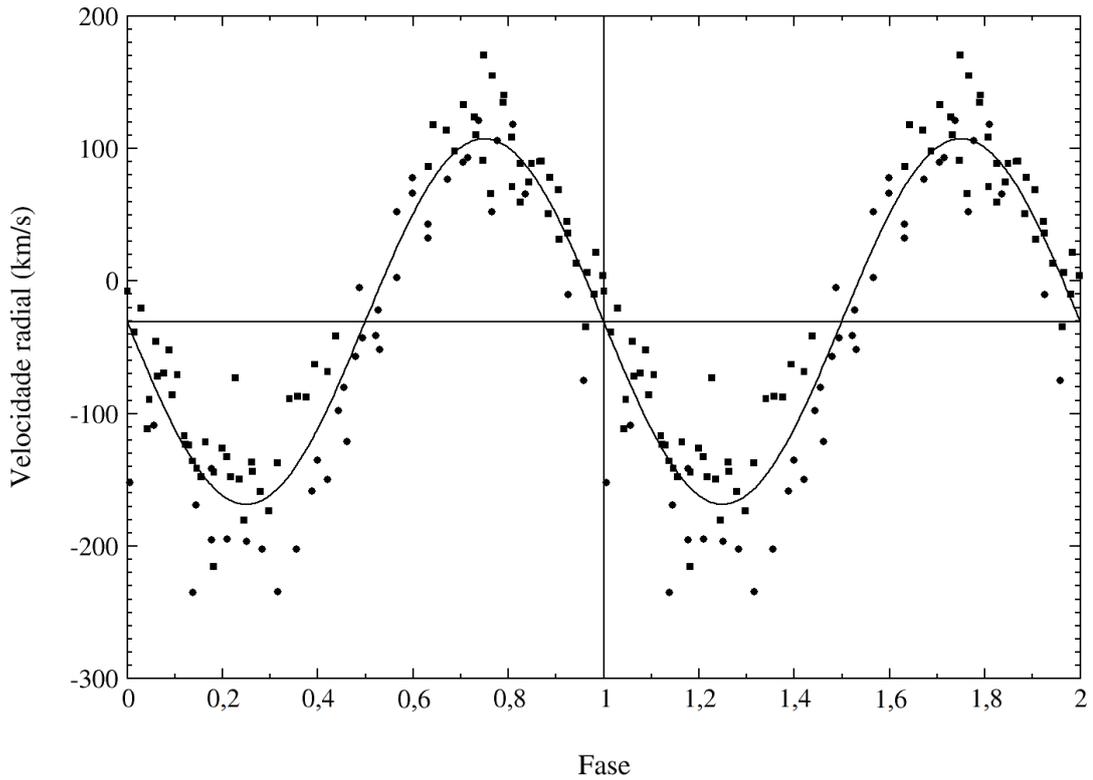


Figura 3.16 - Velocidades radiais dos dados de 2010 e 2012 de QU Car, obtidas a partir da linha de He II 4686 \AA e colocadas em fase com a efeméride obtida neste trabalho. A curva contínua é o melhor ajuste senoidal aos dados, e a reta horizontal indica a velocidade sistêmica $\gamma = -31 \text{ km/s}$.

da amplitude do *flickering* e a aparição de uma modulação de $\sim 0,2$ mag com período de 11,1 h que foi associada ao período orbital do sistema (Figura 3.11). Não há registro anterior deste fenômeno na bibliografia de QU Car; Schild (1969) e Gilliland e Phillips (1982) não encontraram modulação periódica nas suas séries temporais fotométricas.

QU Car apresenta algumas características fundamentais – tais como ventos, perfis P Cygni, linhas nebulares, alta taxa de transferência de matéria e estados altos e baixos de luminosidade (KAFKA et al., 2012) – necessárias para o mecanismo de *Accretion Wind Evolution* (AWE) (HACHISU; KATO, 2003). Este mecanismo foi proposto para a modelagem das variações fotométricas de longo termo e do acúmulo de matéria sobre a anã branca de V Sagittae e RX J0513.9–6951, estrelas das classes V Sge/CBSS. Nele ocorre uma alternância cíclica entre um estado de alta transferência de matéria, \dot{M} , com vento intenso da anã branca e ausência de raios X supermoles, e um estado de baixa transferência, baixa luminosidade, ausência de vento e presença de raios X. No estado baixo de luminosidade o disco de acreção possui as dimensões do lóbulo de Roche da primária, mas no estado alto o valor de \dot{M} excede o limite crítico de $\sim 1 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ e, conseqüentemente, a anã branca produz um vento opticamente espesso e massivo que carrega camadas superiores do

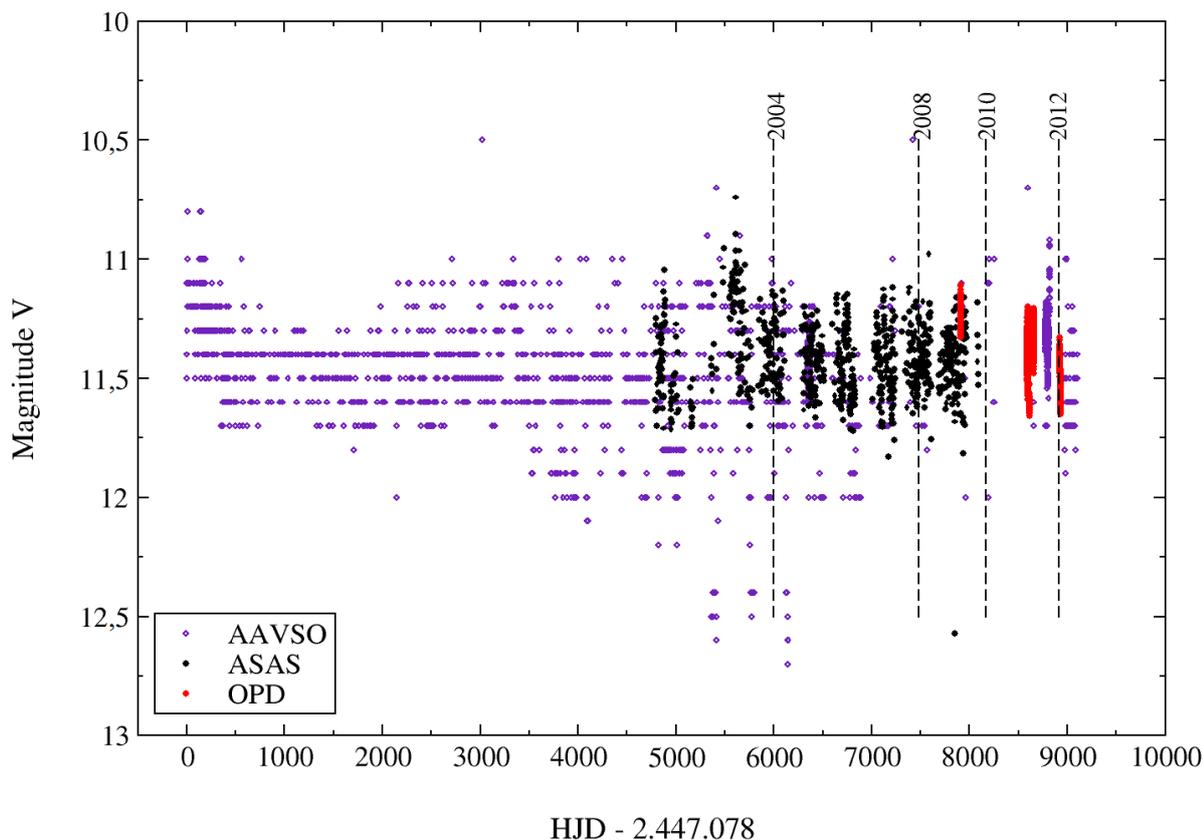
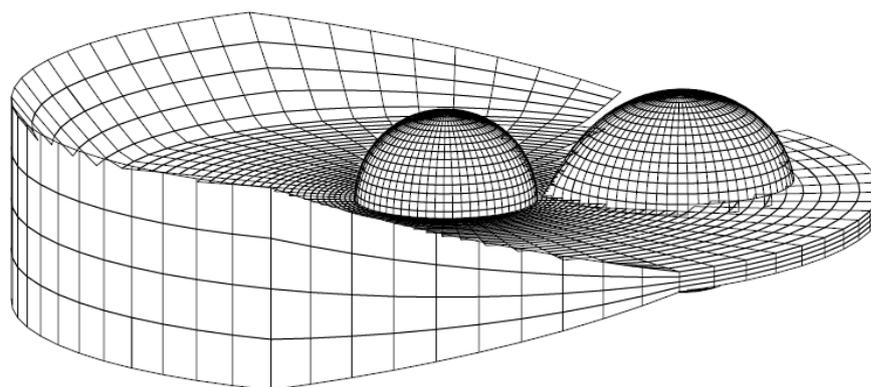


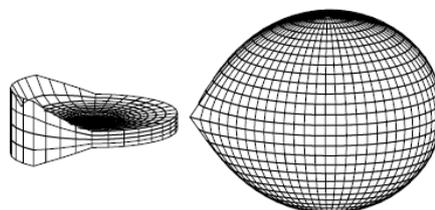
Figura 3.17 - Curva de luz com os dados da AAVSO, do ASAS e do OPD. Os instantes das observações espectroscópicas realizadas no OPD estão marcados pelas linhas tracejadas.

disco, expandindo-o até a secundária ou além (Figura 3.18). Isto aumenta a luminosidade do sistema e bloqueia os raios X. A transição do estado alto para o baixo é causada pela atenuação da transferência de matéria, provocada pela ablação que o vento causa na superfície da secundária e pela consequente diminuição da intensidade do vento, o que provoca uma diminuição do raio do disco de acreção para seus valores iniciais, reduzindo a luminosidade do sistema e permitindo o ressurgimento dos raios X. Após isto, a rápida retomada dos altos valores de \dot{M} reinicia o ciclo. Durante as fases de estado alto, a anã branca pode atingir o limite de Chandrasekhar e gerar uma SNIa.

O disco de acreção utilizado no modelo AWE para V Sagittae contém uma estrutura assimétrica causada pelo choque do fluxo de matéria proveniente da secundária com a borda do disco, criando uma aba vertical limitada em azimuth. Esta mesma estrutura foi utilizada para modelar a curva de luz orbital da CBSS CAL 87 (SCHANDL et al., 1997). As curvas de luz de CAL 87 e V Sagittae apresentam variações de amplitude orbital e forma associadas a variações na iluminação da aba vertical e da superfície da secundária nas transições entre estados altos e baixos (Figura 3.19). Em V Sagittae, a



(a) estado de vento opticamente espesso



(b) estado com ausência de vento

Figura 3.18 - *Modelo do disco de acreção de V Sagittae. A figura mostra a diferença entre o estado de alta transferência de matéria (a) e o estado de baixa transferência, com baixa luminosidade e ausência de vento (b). Adaptada a partir de Hachisu e Kato (2003).*

amplitude da modulação orbital é maior no estado baixo. Em QU Car a forma da curva de luz – principalmente em estado alto – não é tão estável quanto à de V Sagittae, porém, o surgimento da modulação orbital que foi observada no estado baixo de QU Car pode ser comparado ao aumento da amplitude observada em V Sagittae. Também é preciso levar em consideração a menor inclinação i de QU Car e seu forte *flickering*.

As velocidades radiais de He II 4686 Å obtidas dos dados do OPD mostram claramente a modulação orbital de 10,95 h encontrada por Gilliland e Phillips (1982) mas que estava ausente nos dados de Kafka et al. (2008). Estes últimos autores argumentam que a causa dessa ausência poderia ser algum tipo de distorção das velocidades radiais de seus dados provocada por variações nos perfis das linhas, devido ao vento errático. Não há dúvidas sobre a existência de fortes ventos neste sistema, dada a presença dos perfis P Cygni e das linhas nebulares de [O III] e [N II]. Esta é mais uma característica em

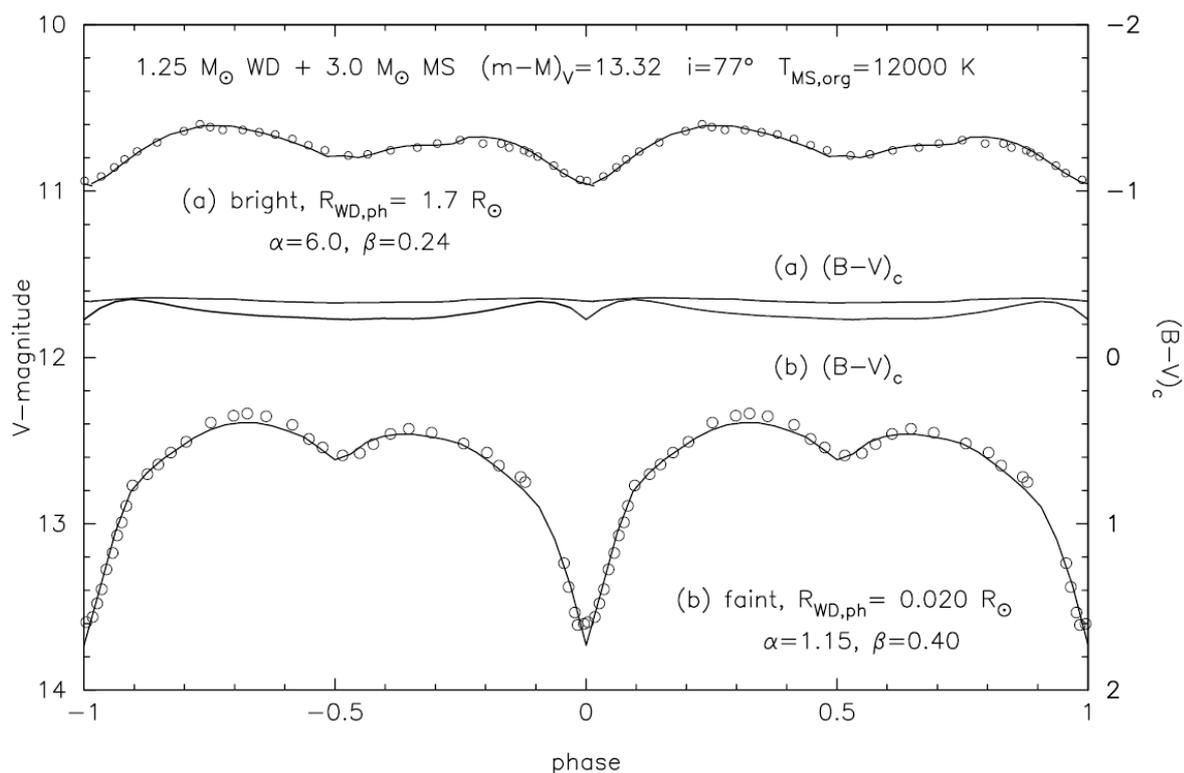


Figura 3.19 - Curvas de luz e cores $B - V$ de V Sagittae calculadas a partir do modelo AWE. As curvas estão em fase com o período orbital da estrela (com fase entre -1 e 1) e foram colocadas junto com pontos observacionais. São mostrados o estado de alta transferência de matéria (a) e o estado de baixa transferência (b). Reproduzida a partir de *Hachisu e Kato (2003)*.

comum com as estrelas das classes V Sge e CBSS.

As linhas nos espectros do OPD são bastante variáveis, tanto com relação aos perfis como às suas intensidades. A [Figura 3.20](#) mostra os espectros médios normalizados obtidos a partir dos dados de 2004, 2010 e 2012, e a [Tabela 3.5](#) mostra as larguras equivalentes (EW) e o FWHM das principais linhas espectrais nestes três anos. Nas três ocasiões as linhas de Balmer em emissão aparecem sobrepostas a uma forte e larga absorção bastante variável, sendo que a absorção em $H\gamma$ é extremamente intensa. A razão das larguras equivalentes de $\text{He II } 4686 \text{ \AA}$ e $H\beta$, que tipicamente é maior que 2 nas CBSS, variou de 2,3 em 2004 para 4 em 2010, voltando a 2 em 2012. [Gilliland e Phillips \(1982\)](#) mediram a mesma razão de larguras equivalentes e obtiveram 2; [Kafka et al. \(2008\)](#) obtiveram um valor menor que 1.

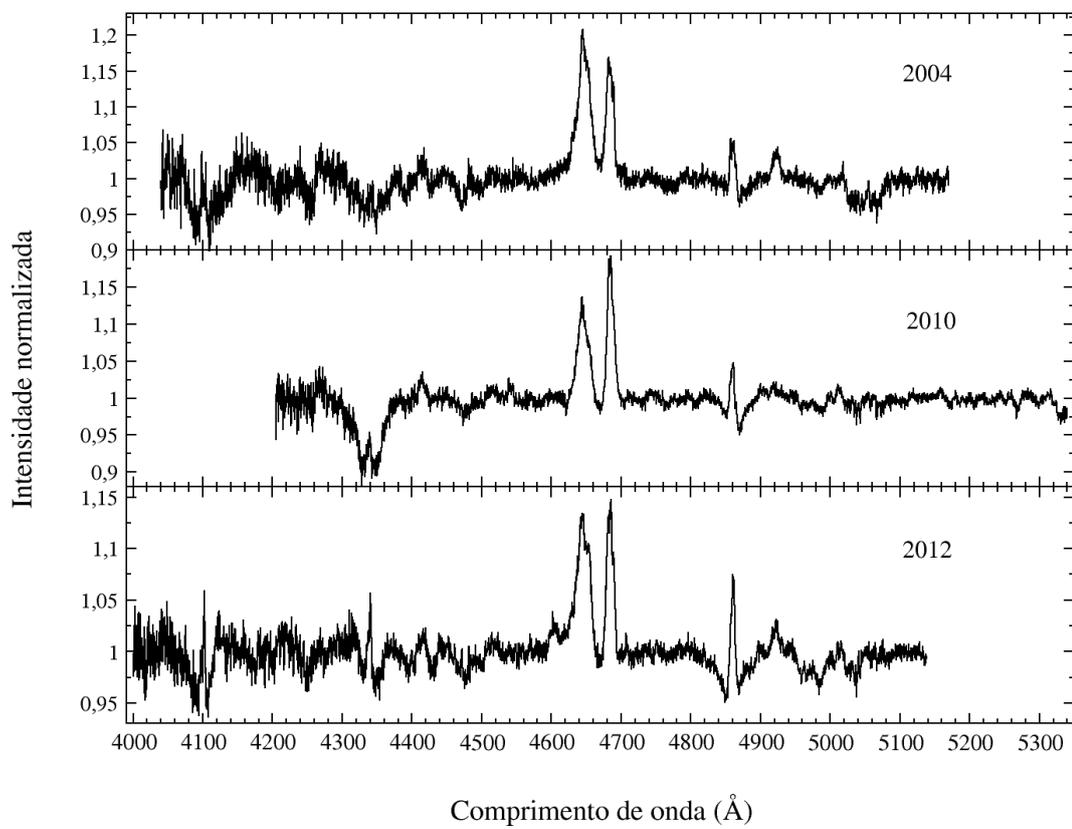


Figura 3.20 - *Espectros médios do OPD dos anos de 2004, 2010 e 2012, com o contínuo normalizado.*

Tabela 3.5 - Larguras equivalentes (EW) e FWHM das linhas espectrais de QU Car em 2004, 2010 e 2012. As larguras equivalentes das linhas de Balmer correspondem apenas às emissões centrais.

Linha	Centro (Å)	EW em 2004 (Å)	FWHM em 2004 (Å)	EW em 2010 (Å)	FWHM em 2010 (Å)	EW em 2012 (Å)	FWHM em 2012 (Å)
H δ	4101	-0,7	9,5	—	—	-0,5	8,0
H γ	4340	-0,2	6,2	-0,3	8,3	-0,4	5,8
N III	4379	-0,7	19,4	-0,3	15,1	-0,8	34,3
O II	4415	-0,7	20,0	-0,4	14,5	-0,5	17,1
C III/N III/O II	4642	-4,1	22,0	-2,8	20,9	-3,0	21,7
He II	4686	-1,9	12,0	-2,4	11,6	-1,8	11,3
H β	4861	-0,8	9,7	-0,6	7,8	-0,9	7,5
He I	4922	-0,5	13,4	-0,1	6,2	-0,3	11,9
[O III] completa	5007	-0,9	35,4	-0,5	27,3	-0,9	32,7
[O III] azul	—	-0,2	13,0	-0,1	17,0	-0,2	15,5
[O III] vermelho	—	-0,5	17,5	-0,2	10,2	-0,3	12,7

Em 2012 é possível ver a linha de N V 4603 Å em emissão, além de vestígios de N V 4945 Å em 2010 e 2012. Estas linhas de alta ionização são comuns nas estrelas V Sge, como V617 Sagittarii, WX Centauri e V Sagittae (STEINER; DIAZ, 1998). Mas, ao contrário do que ocorre nas estrelas V Sge, em QU Car há a presença da linha de He I 4922 Å. Steiner e Diaz (1998) analisaram a presença de He II e a ausência de He I e interpretaram que nas V Sge estas linhas são formadas por ionização, e que sua região de formação é limitada por matéria e não por radiação, ao contrário do que ocorre nas variáveis cataclísmicas. Neste contexto, é interessante notar a aparente anticorrelação entre as linhas de He II 4686 Å e He I 4922 Å nos espectros de QU Car obtidos no OPD. Em 2004 a linha de He II é menos intensa que o complexo de Bowen ($EW_{Bowen}/EW_{HeII} = 1,70$), ao passo que a linha de He I é bastante proeminente ($EW_{HeI} = -0,5$). Esta situação se inverte no espectro médio de 2010, quando a linha de He I quase desaparece ($EW_{HeI} = -0,1$) e a linha de He II mostra um pico notavelmente mais intenso que o complexo de Bowen – e a razão EW_{Bowen}/EW_{HeII} cai para 1,17. Em 2012 ocorre uma situação intermediária. Infelizmente as medidas fotométricas históricas (Figura 3.8) não permitem uma análise segura de uma possível correlação entre o comportamento das linhas de He e os estados de brilho do sistema.

Também é diferente do que foi observado nas estrelas V Sge a presença, em QU Car, da linha de [O III] 5007 Å. Esta linha é comum em nebulosas planetárias e AGNs e indica a presença de nebulosidade. Como foi observado por Kafka et al. (2008), esta linha proibida se mostra dividida em duas componentes com velocidades distintas – sendo -470 km/s e $+490$ km/s no espectro médio do OPD –, possivelmente associadas às partes anterior e posterior de um envelope em expansão, ou vento.

CAPÍTULO 4

A NOVA RECORRENTE U SCORPII

4.1 Introdução

Novas recorrentes são novas com tempo de recorrência de erupção menor do que 100 anos, o que permite que mais de uma de suas erupções tenha sido observada, ao contrário das novas clássicas. Como nas novas clássicas, a erupção é causada pelo acúmulo de matéria acretada da estrela secundária sobre a superfície da anã branca, quando condições suficientes de temperatura na base desta camada de matéria acretada originam uma explosão termonuclear. Há duas condições para que uma nova tenha curto período de recorrência. A primeira é a presença de uma anã branca de alta massa ($M_1 > 1,2 M_\odot$), de forma que sua alta gravidade superficial permita que mesmo uma pequena quantidade de matéria logo alcance a temperatura necessária para a ignição nuclear. A segunda condição é uma alta taxa de acreção de matéria ($\dot{M} \approx 10^{-7} M_\odot \text{ ano}^{-1}$), que permite que o acúmulo do material se dê em um intervalo de tempo menor. Atualmente são conhecidas apenas 10 novas recorrentes (Tabela 4.1), dentre as quais se destaca U Scorpii por ter o menor período de recorrência.

Tabela 4.1 - Novas recorrentes conhecidas até o presente. Adaptada a partir de Schaefer (2010).

Objeto	V_{\max} (mag)	V_{\min} (mag)	P (dias)	Erupções registradas
T Pyx	6,4	15,5	0,076	1890, 1902, 1920, 1944, 1967, 2011
IM Nor	8,5	18,3	0,102	1920, 2002
V745 Sco	9,4	18,6	510	1937, 1989
CI Aql	9,0	16,7	0,62	1917, 1941, 2000
V2487 Oph	9,5	17,3	~ 1	1900, 1998
V394 CrA	7,2	18,4	1,52	1949, 1987
T CrB	2,5	9,8	228	1866, 1946
RS Oph	4,8	11	457	1898, 1907, 1933, 1945, 1958, 1967, 1985, 2006
V3890 Sgr	8,1	15,5	519,7	1962, 1990
U Sco	7,5	17,6	1,23	1863, 1906, 1917, 1936, 1945, 1969, 1979, 1987, 1999, 2010

U Scorpii foi descoberta em 1863 por N. R. Pogson durante uma erupção, na qual foi registrada magnitude $m_v = 9,1$ (POGSON et al., 1908). Thomas (1940) descobriu registros de outras duas erupções em placas fotográficas de 1906 e 1936. Por possuir pequena magnitude durante sua quiescência ($m_V \approx 19,2$), sua localização exata só foi determinada pelo trabalho de Webbink (1978).

Em 1979 U Sco sofreu a primeira erupção que foi acompanhada durante seu desenvolvimento. Detectou-se baixa proporção de hidrogênio em relação ao hélio, com $\text{He}/\text{H} \approx 2$, sendo a linha de He II 4686 Å a mais intensa durante o máximo de brilho. Outras linhas detectadas foram He I, C IV, N III, N IV, N V, O IV, O VI, Si IV e Mg I (BARLOW et al., 1981; WILLIAMS et al., 1981). A Tabela 4.2 mostra as datas das erupções de U Sco registradas até o presente.

Tabela 4.2 - Erupções de U Sco registradas até o presente.

Data	Referência
1863 mai	Pogson et al. (1908)
1906 mai	Thomas (1940)
1917 mar	Schaefer (2004)
1936 jun	Thomas (1940)
1945 mai	Schaefer (2001)
1969 fev	Schaefer (2010)
1979 jun	Narumi et al. (1979)
1987 mai	Overbeek et al. (1987)
1999 fev	Schmeer et al. (1999)
2010 jan	Harris et al. (2010)

A partir de séries temporais fotométricas obtidas no telescópio CTIO de 0,9 m em maio, junho e julho de 1988, Schaefer (1990) verificou ser U Sco um sistema eclipsante, com período orbital de $\sim 1,23$ dias que possui eclipses primários com amplitude de aproximadamente 1,5 mag. A partir de medidas de cores no instante de mínimo da curva de luz, este autor determinou que a secundária teria um tipo espectral G3-6 e massa $M_2 \approx 0,9 - 1,0 M_\odot$. A fim de obter um período orbital mais acurado, Schaefer e Ringwald (1995) obtiveram nove instantes de eclipses a partir de séries fotométricas obtidas em 21 noites de observação entre junho de 1988 e julho de 1994 com o telescópio CTIO de 0,9 m, utilizando o filtro B. Por meio de uma análise de periodicidade eles obtiveram a efeméride

$$T_{min} = HJD\ 2.447.717,6061 \pm 0,0032 + 1,2305631 \pm 0,0000030 \times E. \quad (4.1)$$

Johnston e Kulkarni (1992) tentaram determinar a semi-amplitude das velocidades radiais das duas estrelas componentes de U Sco por meio dos deslocamentos das linhas de emissão e absorção de espectros de baixa resolução. Determinaram que a anã branca possui uma massa de $0,23 - 0,60 M_\odot$. Este resultado foi contestado por Duerbeck et al. (1993), que determinaram uma massa $M_1 = 1,16 \pm 0,69 M_\odot$. A partir de seu novo

período orbital, Schaefer e Ringwald (1995) construíram uma curva de velocidades radiais utilizando os dados de Johnston e Kulkarni (1992) e Duerbeck et al. (1993). Eles concluíram que, devido a velocidades sistêmicas inconsistentes, uma variação de fase nas linhas de emissão e um ruído alto nas curvas de velocidade radial não era possível determinar nenhum valor confiável da massa da estrela primária a partir dos dados. Hachisu et al. (2000a) modelaram com êxito a curva de luz de U Sco durante a quiescência, assumindo como massa da anã branca $M_1 \approx 1,37 M_\odot$, massa da secundária $M_2 = 0,8 - 2,0 M_\odot$ e uma inclinação orbital $i \approx 80^\circ$.

Procurando obter parâmetros físicos de U Sco, Hachisu et al. (2000b) construíram uma curva de luz teórica da erupção de 1999. A partir deste modelo foi concluído que a massa expelida durante o máximo de brilho era de $\sim 3 \times 10^{-6} M_\odot$ e que a taxa de acreção de matéria na anã branca deveria ser de $\sim 2,5 \times 10^{-7} M_\odot \text{ ano}^{-1}$ no período de quiescência entre 1987 e 1999. Também determinaram que aproximadamente 60% do material acretado na anã branca teria sido ejetado na explosão de nova, mas 40% teria permanecido na sua superfície, agregado à camada de hélio. Devido a isso, de acordo com estes autores, a anã branca pode aumentar sua massa a uma taxa de $\sim 1,0 \times 10^{-7} M_\odot \text{ ano}^{-1}$. Hachisu et al. (2000b) concluíram que U Sco é uma forte candidata a progenitora de SNIa, já que a anã branca está muito próxima da massa limite de Chandrasekhar e é capaz de atingi-la antes que a estrela secundária tenha sua massa exaurida.

Utilizando medições do fluxo de espectros obtidos em abril de 1999 no telescópio AAT, de 3,9 m, Thoroughgood et al. (2001) obtiveram um instante de eclipse e, juntamente com os que foram obtidos por Schaefer e Ringwald (1995), determinaram a efeméride

$$T_{min} = HJD \ 2.447.717,6145 \pm 0,0044 + 1,2305522 \pm 0,0000024 \times E. \quad (4.2)$$

Sua análise de instantes de eclipses usando o diagrama $O - C$ não indicou a presença de variações no período orbital do sistema, em acordo com os resultados obtidos por Schaefer e Ringwald (1995). Por meio da análise das velocidades radiais da anã branca, estes autores determinaram que a semi-amplitude de sua velocidade radial era $K_W = 93 \pm 10$ km/s. Analisando as linhas de absorção puderam estimar a semi-amplitude da velocidade radial da estrela secundária, obtendo $K_R = 170 \pm 10$ km/s. A partir de seu novo período orbital, de K_W , K_R e de uma medida da largura do eclipse a meia-profundidade, eles puderam determinar que a estrela primária possui massa $M_1 = 1,55 \pm 0,24 M_\odot$ e a secundária possui massa $M_2 = 0,88 \pm 0,17 M_\odot$. A inclinação orbital obtida por eles foi $i = 82,7^\circ \pm 2,9^\circ$. O raio da estrela secundária, estimado em $R_2 = 2,1 \pm 0,2 R_\odot$, em comparação com o raio de $0,88 R_\odot$ que esta teria caso estivesse na sequência principal,

indica que U Sco possui uma secundária levemente evoluída.

Matsumoto et al. (2003) obtiveram dados fotométricos entre fevereiro e maio de 1999, logo após o máximo da erupção daquele ano, com um telescópio Meade LX200, de 0,25 m, na Universidade de Kyoto. Detectaram dois eclipses, um primário e um secundário. Eles interpretaram o eclipse secundário como efeito da irradiação da estrela secundária pela fotosfera expandida da anã branca, causada pela explosão. Utilizando os resultados de Schaefer e Ringwald (1995) determinaram uma variação do período orbital de U Sco de $\dot{P}/P = -1,7(\pm 0,7) \times 10^{-6} \text{ ano}^{-1}$ (Figura 4.1). Esta variação é inconsistente com uma transferência de matéria conservativa, já que o valor de $\dot{M}_2 = -2,4 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ associado a esta variação resultaria na queima estável da matéria acretada na superfície da anã branca e não na erupção de nova.

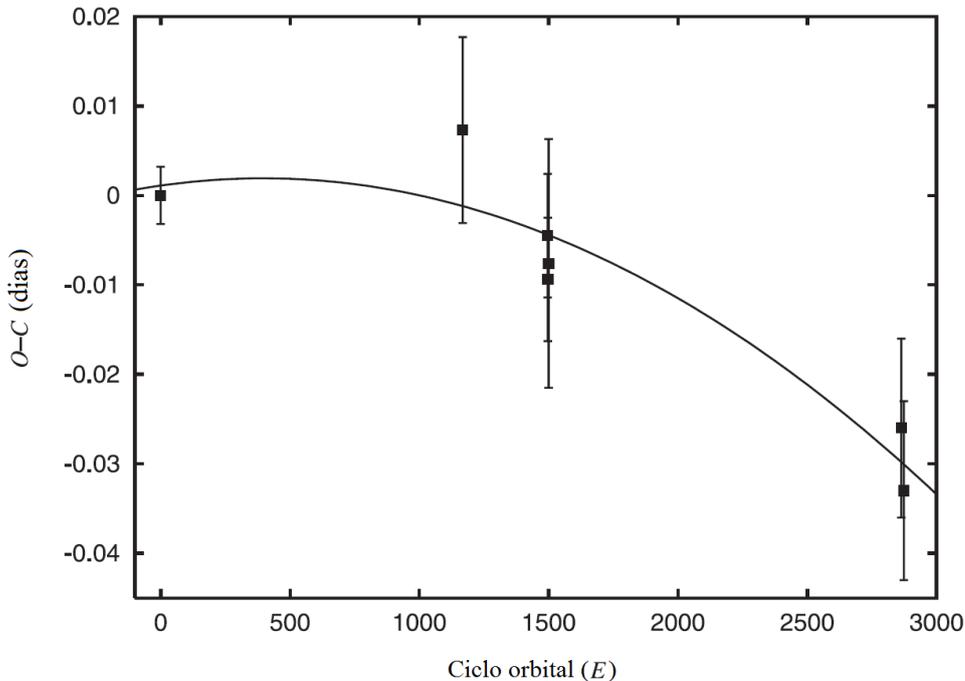


Figura 4.1 - Diagrama $O - C$ dos eclipses de U Sco publicado por Matsumoto et al. (2003). Para sua obtenção foram utilizados os seus instantes de eclipse e os resultados de Schaefer e Ringwald (1995). A parábola indica uma variação do período orbital de $\dot{P}/P = -1,7(\pm 0,7) \times 10^{-6} \text{ ano}^{-1}$.

Kahabka et al. (1999) detectaram a emissão de raios X supermoles com dados obtidos pelo satélite BeppoSAX, vinte dias após o máximo da erupção de 1999. Doze dias após a erupção de 2010, U Sco também foi observada pelo *Swift X-ray Telescope* como uma fonte de raios X supermoles (28 eV) (SCHLEGEL et al., 2010). A emissão de raios X supermoles, como ocorre nas CBSS, é consistente com uma queima nuclear estável na superfície da anã branca por pelo menos um mês após a erupção. Isto pode indicar que

apenas uma fração da matéria acretada é expulsa durante a erupção e que a anã branca poderia sofrer um aumento em sua massa e atingir o limite de Chandrasekhar. Isto, o curto período de recorrência de erupções, a alta massa da anã branca, a alta taxa de declínio da curva de luz da erupção e a emissão de raios X fazem de U Sco uma das mais fortes candidatas a progenitoras de SNIa.

Um curto período de recorrência requer duas condições. Primeiro, a massa da anã branca deve ser próxima do limite de Chandrasekhar – em torno de $1,3 M_{\odot}$ –, para que a pressão crítica que desencadeia a explosão de nova seja atingida com o acréscimo de pouca massa. Segundo, a taxa de acreção deve de ser alta ($\dot{M} \approx 10^{-7} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$), para que a massa crítica seja atingida rapidamente. Desta maneira, com uma anã branca bastante massiva e acumulando matéria com uma alta taxa de acreção, ela logo atingiria o limite de Chandrasekhar e explodiria como SNIa. Devido a isso, as novas recorrentes são fortes candidatas a progenitoras SNIa.

Entretanto, há um problema ao se estudar a evolução das novas recorrentes, que é o fato de que as suas anãs brancas não apenas sofrem acreção de matéria mas também ejetam uma quantidade considerável dessa massa nas explosões. O ponto em questão é saber se a anã branca sofre aumento ou diminuição de sua massa ao longo de um ciclo de explosões de nova. Em outras palavras, se a massa ejetada é maior ou menor que a massa acretada entre as erupções. Caso seja menor, a anã branca estará sofrendo aumento de massa e eventualmente irá atingir o limite de Chandrasekhar e gerar uma explosão de SNIa.

Um sistema que apresenta erupções de nova está sujeito a uma variação de período orbital composta por dois processos: uma variação \dot{P} lenta e constante, causada pela transferência conservativa de matéria da secundária para a primária, e uma variação ΔP abrupta, causada pela perda da massa ejetada durante a erupção. A fim de estudar a variação da massa ejetada na erupção através da variação abrupta do seu período orbital, [Schaefer \(2011\)](#) realizou um estudo com eclipses de U Sco obtidos antes e depois da erupção de 1999. Como, pela terceira lei de Kepler e pela conservação do momento angular ([Equação 1.1](#)), o período orbital se altera quando a massa do sistema muda, a determinação de ΔP forneceria o valor da massa ejetada por meio da relação $M_{ejetada} = (M_{AB}/A)(\Delta P/P)$, onde M_{AB} é a massa da anã branca e A é um parâmetro relacionado à fração de matéria que é capturada pela estrela secundária. Além de dados próprios, [Schaefer \(2011\)](#) fez uma busca por registros de eclipses em arquivos observacionais, obtendo um total de 67 instantes de eclipses, distribuídos em um período de aproximadamente 65 anos. Analisando a erupção de 1999 e os instantes de eclipses anteriores e posteriores a ela, ele determinou uma variação $\Delta P = +43 \pm 69 \times 10^{-7}$ dia. Este resultado de ΔP , juntamente com sua incerteza, é consistente com uma variação nula. Também é ambígua a conclusão sobre o

aumento ou diminuição da massa da anã branca após a erupção.

O presente estudo procura determinar de maneira mais acurada a variação \dot{P} do período orbital de U Sco para estimar parâmetros fundamentais do sistema, como sua fase evolucionária e perda de massa, os quais são importantes para sua classificação como progenitora de SNIa.

4.2 Observações e resultados

Para investigar as variações no período orbital de U Sco foram obtidas séries temporais fotométricas de cinco eclipses no OPD, com o telescópio Perkin-Elmer, e no SOAR no modo serviço (Tabela 4.3). As imagens foram obtidas com o filtro V, com exposição de 60 segundos no SOAR e 120 segundos no OPD e foram reduzidas pelas rotinas padrão do IRAF (ver Capítulo 2). Para a fotometria diferencial de abertura e obtenção das curvas de luz foram selecionadas oito estrelas de comparação, mostradas na Figura 4.2.

Tabela 4.3 - Séries temporais fotométricas de U Sco.

Data	HJD (início da observação)	Duração (horas)	Telescópio	CCD
2007 jun 25	2.454.277,65786	5,1	SOAR	SOI
2007 jul 11	2.454.293,64858	2,5	SOAR	SOI
2007 jul 21	2.454.303,43854	5,1	Perkin-Elmer	105
2011 jun 21	2.455.734,45733	7,5	Perkin-Elmer	105
2011 jul 28	2.455.771,44827	5,4	Perkin-Elmer	IkonL9867

A duração dos eclipses de U Sco é de pouco mais de 0,1 dia (2,4 h). Os instantes de mínimo foram estimados por quatro meios diferentes. Utilizou-se o Método de Pogson, medição visual, o ajuste de uma parábola e o ajuste de duas linhas retas, uma no ingresso e outra no egresso do eclipse. Com os valores obtidos por cada método foram calculados a média e o desvio padrão dos resultados para determinar os instantes e as suas incertezas. A Figura 4.3 mostra as curvas de luz dos 5 eclipses e os valores médios dos instantes de mínimo, e a Tabela 4.4 mostra os instantes de eclipses obtidos no OPD e no SOAR junto dos instantes presentes na literatura. Estes dados foram usados para construir um diagrama $O - C$ com base na efeméride de Schaefer e Ringwald (1995)(Equação 4.1). Os dados obtidos neste trabalho agregaram ao diagrama $O - C$ mais de 3500 ciclos orbitais em relação aos dados que haviam sido publicados até o início do trabalho, em 2010. Os pontos no diagrama $O - C$ podem ser ajustados por uma reta, contrariando a expectativa criada pelo diagrama publicado por Matsumoto et al. (2003). Conclui-se, portanto, que

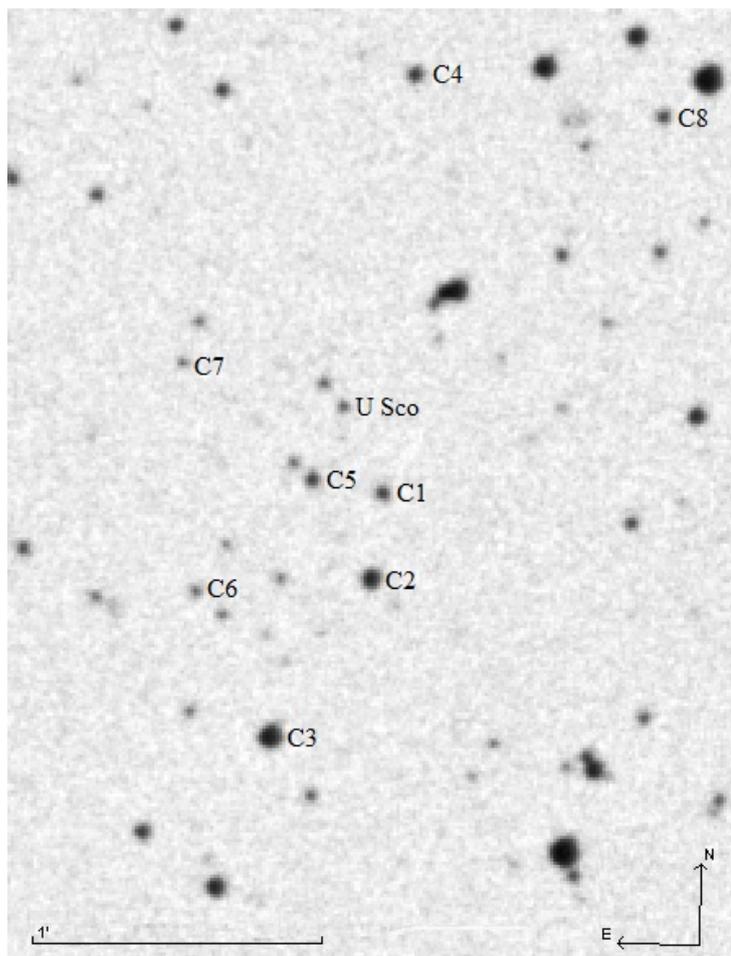


Figura 4.2 - Carta de *U Sco* com a identificação das estrelas de comparação.

mesmo com a duplicação da base temporal do diagrama $O - C$, *U Sco* não apresenta uma variação mensurável no seu período orbital. Este resultado é consistente com o de Schaefer (2011). A partir dos parâmetros da reta ajustada ao diagrama $O - C$ o período orbital foi refinado e obteve-se a seguinte efeméride linear:

$$T = HJD\ 2.447.717,6151 \pm 0,0043 + 1,2305513 \pm 0,0000031 \times E. \quad (4.3)$$

O diagrama $O - C$ obtido com a nova efeméride é mostrado na Figura 4.4.

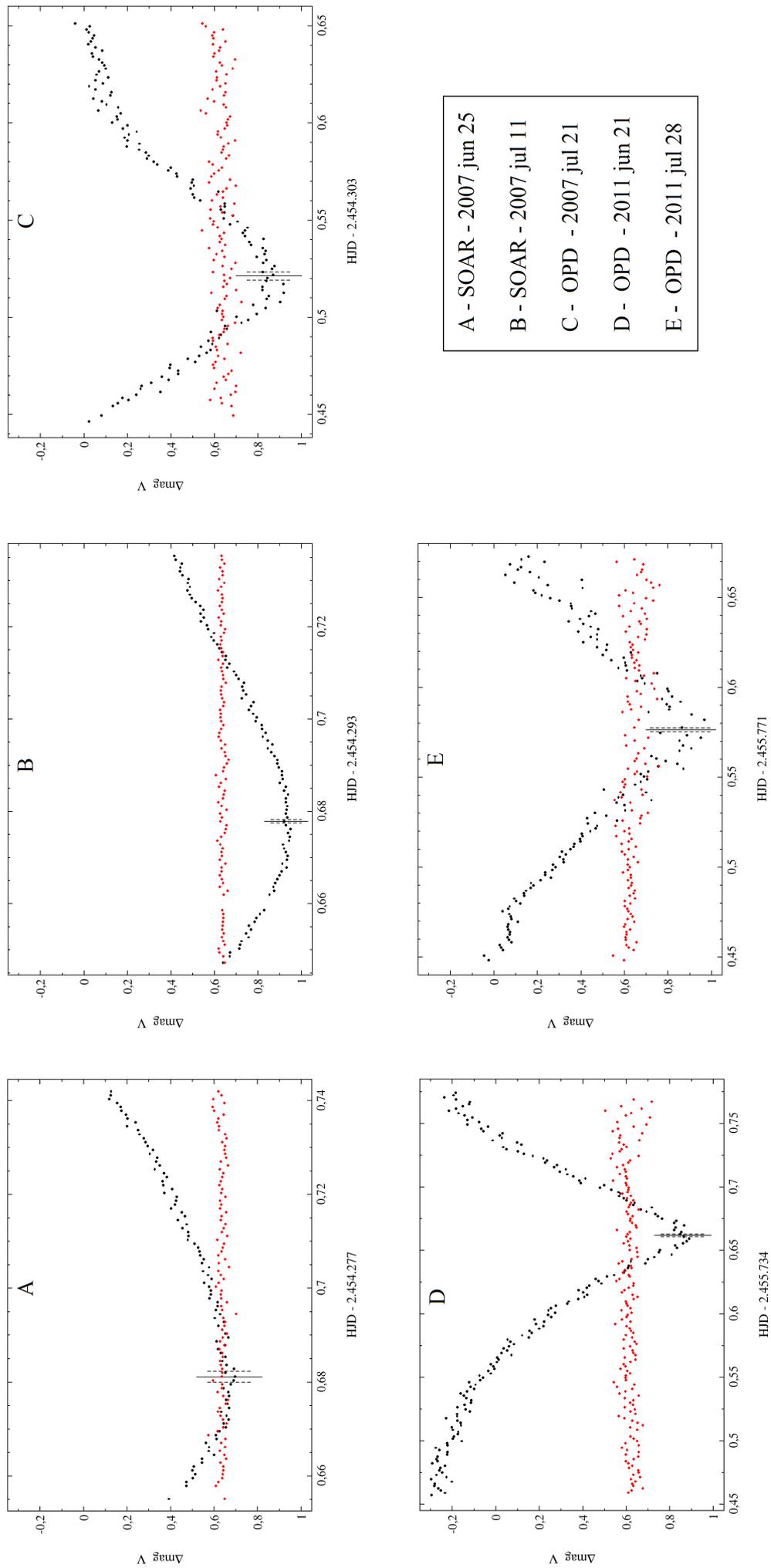


Figura 4.3 - Curvas de luz de *U Sco* ($V - C1$) obtidas no SOAR e no OPD. Também é mostrada a curva da estrela *C2* ($C2 - C1$) em vermelho para fim de comparação. As retas verticais indicam o instante médio calculado para cada eclipse e sua incerteza.

Tabela 4.4 - Instantes de eclipses de U Sco.

Ciclo (E)	Instantes de eclipse ($HJD - 2.440.000$)	Referência
0	$7.717,5968 \pm 0,0139$	(SCHAEFER; RINGWALD, 1995)
1	$7.718,8412 \pm 0,0069$	(SCHAEFER; RINGWALD, 1995)
4	$7.722,5318 \pm 0,0139$	(SCHAEFER; RINGWALD, 1995)
5	$7.723,7783 \pm 0,0139$	(SCHAEFER; RINGWALD, 1995)
8	$7.727,4699 \pm 0,0139$	(SCHAEFER; RINGWALD, 1995)
1168	$9.154,9111 \pm 0,0104$	(SCHAEFER; RINGWALD, 1995)
1496	$9.558,5240 \pm 0,0069$	(SCHAEFER; RINGWALD, 1995)
1497	$9.559,7497 \pm 0,0069$	(SCHAEFER; RINGWALD, 1995)
1500	$9.563,4432 \pm 0,0139$	(SCHAEFER; RINGWALD, 1995)
2863,5	$11.241,298 \pm 0,01$	(MATSUMOTO et al., 2003)
2874	$11.254,211 \pm 0,01$	(MATSUMOTO et al., 2003)
2900	$11.286,2143 \pm 0,0050$	(THOROUGHGOOD et al., 2001)
5331	$14.277,6811 \pm 0,0012$	Este trabalho
5344	$14.293,6778 \pm 0,0004$	Este trabalho
5352	$14.303,5212 \pm 0,0020$	Este trabalho
6515	$15.734,6619 \pm 0,0011$	Este trabalho
6545	$15.771,5765 \pm 0,0011$	Este trabalho

4.3 Discussão

No diagrama $O - C$ (Figura 4.4) pode-se notar que o espalhamento dos pontos é significativamente maior que as barras de erros dos instantes mais bem determinados, com um RMS de ~ 6 min. Este comportamento também foi observado por Schaefer (2011) com um RMS de $\sim 3,5$ min e é intrínseco ao objeto, provavelmente causado por variações no disco de acreção ao longo dos vários ciclos orbitais.

Apesar dos instantes de eclipses obtidos nos dados do SOAR e do OPD em 2007 e 2011 terem aumentado a base temporal do diagrama $O - C$ de U Sco em mais de 3500 ciclos orbitais, não foi detectada variação no seu período orbital. Esse resultado também foi encontrado por Schaefer (2011) nos seus dados, que tinham como objetivo principal determinar a variação abrupta ΔP do período orbital, associada à erupção de 1999, para calcular a massa ejetada na erupção. A erupção de 2010, devido à sua previsibilidade e ao interesse cada vez maior do meio acadêmico, foi acompanhada em sua totalidade com grande detalhe, tornando-a o evento de nova mais bem estudado da história (SCHAEFER et al., 2011). Resultados ainda não publicados sobre a determinação de instantes de eclipses obtidos após a erupção de 2010 (SCHAEFER, 2013) mostram uma variação muito significativa de $\Delta P = +2,6 \pm 0,1 \times 10^{-5}$ dia, substancialmente maior do que a variação que foi medida após a erupção de 1999 ($\Delta P = +43 \pm 69 \times 10^{-7}$ dia). Deste valor de ΔP , o autor estima que a massa ejetada na erupção de 2010 foi $M_{ejetada} = 2,5 \times 10^{-5} M_{\odot}$.

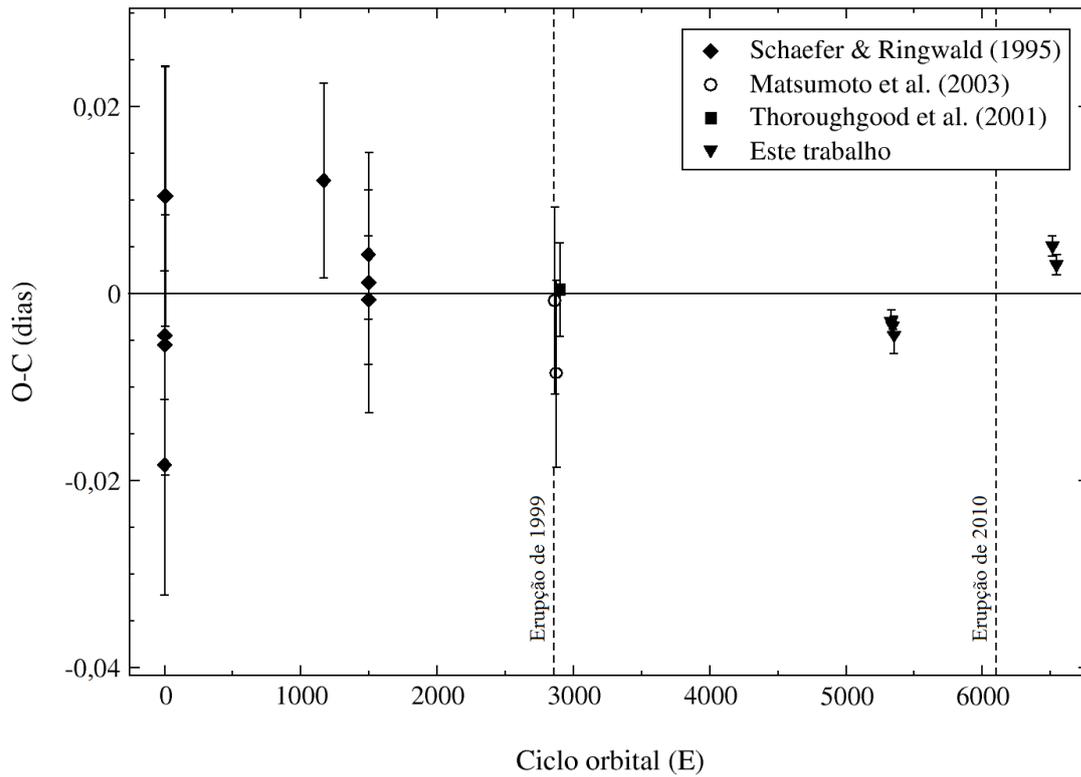


Figura 4.4 - Diagrama $O - C$ dos instantes de eclipse de $U\ Sco$. Foi utilizada a efeméride obtida neste trabalho e os dados da Tabela 4.4. A figura também exibe o ajuste de uma reta aos pontos.

Considerando uma taxa de acreção média estimada em $0,02 \times 10^{-5} M_{\odot} ano^{-1}$, ele conclui que, na última erupção, $U\ Sco$ ejetou 10 vezes mais massa do que a que foi acumulada no ciclo anterior. Assim sendo, a anã branca de $U\ Sco$ estaria perdendo massa e, portanto, não deve explodir como uma SNIa.

CAPÍTULO 5

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS FUTURAS

5.1 QU Carinae

O período orbital espectroscópico de 10,9 h encontrado por Gilliland e Phillips (1982), que não foi posteriormente encontrado nos dados de Kafka et al. (2008), foi confirmado nos dados obtidos nesta pesquisa como $P = 10,95$ h. Do conjunto de dados obtidos em 2010 e 2012 foi obtida a seguinte efeméride espectroscópica para He II 4686 Å:

$$T_{espec} = HJD\ 2.455.241,778 \pm 0,027 + 0,456 \pm 0,001 \times E. \quad (5.1)$$

A curva de velocidades radiais de He II dos dados combinados de 2010 e 2012, construída em fase com esta efeméride, mostra uma semi-amplitude $K = 138$ km/s e uma velocidade sistêmica $\gamma = -31$ km/s.

Kafka et al. (2008) argumentam que a causa da ausência de detecção de periodicidade em seus dados poderia ser algum tipo de distorção das velocidades radiais de seus dados provocada por variações nos perfis das linhas, devido ao vento errático. É bastante aparente a existência de fortes ventos neste sistema, o que é uma característica em comum com as estrelas das classes V Sge e CBSS, fazendo de QU Car uma forte candidata a progenitora de SNIa.

QU Car mostra grandes variações do seu estado de luminosidade ao longo do tempo com incursões de brilho abaixo de 12 mag e amplitude máxima de variações de 1,5 mag. Nos dados de fotometria obtidos no OPD o objeto mostra variabilidade com amplitude de 0,5 mag. Este é um comportamento encontrado nas estrelas V Sge e também foi relatado por Kafka et al. (2008). Os dados fotométricos referentes ao estado mais baixo de luminosidade que foi observado no OPD, apresentaram uma atenuação da amplitude do *flickering* e a aparição de uma modulação de 0,15 mag com período de $\sim 11,1$ h que foi associada ao período orbital do sistema. Até o momento não havia sido encontrada nenhuma periodicidade na modulação dos dados fotométricos de QU Car, sendo este, portanto, um resultado inédito deste trabalho.

QU Car apresenta algumas características fundamentais necessárias para o mecanismo de *Accretion Wind Evolution*, proposto por Hachisu e Kato (2003) para explicar o funcionamento de V Sagittae. De fato, alguns comportamentos observados em seu brilho podem ser explicados por este modelo.

Como objetivos futuros do trabalho sobre QU Car estão a observação fotométrica extensiva para a consolidação e detalhamento da descoberta da modulação orbital *versus* o estado de luminosidade, e a realização de fotometria e espectroscopia simultâneas para determinar a existência ou não de alguma correlação entre os estados de brilho desse objeto e as variações observadas nas razões de intensidade das linhas de He II 4686 Å e He I 4922 Å. Foi observada uma possível anticorrelação entre as intensidades dessas linhas nos anos de 2004, 2010 e 2012. A alta variabilidade das linhas é uma das características do seu espectro, provavelmente associada à existência de fortes ventos nesse sistema. Uma abordagem bastante útil no futuro estudo desse aspecto é o uso da técnica *Temporal Variance Spectrum* (TVS) (FULLERTON et al., 1996). Ela é especialmente útil no diagnóstico de ventos estelares, sendo baseada no comportamento do perfil das linhas espectrais (OLIVEIRA, 2003). O TVS explora a variabilidade do perfil da linha em uma série temporal. A partir do espectro médio e da razão de cada espectro individual com relação ao espectro médio, cria-se um espectro no qual a intensidade de uma linha – ou de parte dela – está associada ao seu desvio padrão. Assim, por exemplo, uma linha que apresenta grande variabilidade, seja por ocultamento ou variabilidade intrínseca do vento, será muito intensa no TVS, ao passo que uma linha interestelar – que não é variável – não deve aparecer no mesmo.

5.2 U Scorpii

Os instantes de eclipses obtidos neste trabalho agregaram ao diagrama $O-C$ mais de 3500 ciclos orbitais, em relação aos dados publicados até o início do trabalho em 2010. Entretanto, mesmo com a duplicação da base temporal, U Sco não apresenta uma variação mensurável no seu período orbital. Os pontos no diagrama $O-C$ podem ser ajustados por uma reta, ao contrário do que sugeria o diagrama publicado por Matsumoto et al. (2003). Uma possível causa para a discrepância dos dados de Matsumoto et al. (2003), explorada por Schaefer (2011), é o fato de que os instantes de eclipses daqueles autores foram medidos quando o objeto ainda estava na erupção de 1999, e neste caso os instantes medidos podem não representar o instante de eclipse da anã branca, como desejado, por causa de um deslocamento sistemático do centro de luz do sistema binário.

A partir dos parâmetros da reta ajustada ao diagrama $O-C$ o período orbital foi refinado e obteve-se a seguinte efeméride linear:

$$T = HJD\ 2.447.717,6151 \pm 0,0043 + 1,2305513 \pm 0,0000031 \times E. \quad (5.2)$$

U Sco apresenta uma dificuldade intrínseca para se determinar a variação de seu período orbital, seja ela causada pelas erupções de nova ou pela dinâmica da transferên-

cia de matéria. É desejável, portanto, que se obtenham mais instantes de eclipses, com mais frequência. É importante que a obtenção desses instantes se mantenha razoavelmente constante e se concentre principalmente nos meses anteriores e posteriores à sua próxima erupção, prevista para ~ 2020 . Isto permitirá uma determinação mais acurada dos dois tipos de fenômenos, ΔP e \dot{P} , envolvidos na variação do período orbital. Resultados recentes e ainda não publicados de [Schaefer \(2013\)](#) indicam que U Sco pode não vir a explodir como uma SNIa, pois estaria expelindo mais matéria nas erupções de nova do que a que acumula nos períodos entre as erupções. Para trabalhos futuros com U Sco seria também desejável utilizar o mapeamento por eclipse e a tomografia Doppler, que são técnicas que auxiliarão no estudo do disco de acreção deste objeto.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- BARLOW, M. J.; BRODIE, J. P.; BRUNT, C. C.; HANES, D. A.; HILL, P. W.; MAYO, S. K.; PRINGLE, J. E.; WARD, M. J.; WATSON, M. G.; WHELAN, J. A. J.; WILLIS, A. J. The 1979 outburst of U Scorpii. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 195, p. 61–78, 1981. 70
- BODE, M. F.; EVANS, A. **Classical novae**. New York: Cambridge University Press, 2008. 27
- BRANCH, D.; TAMMANN, G. A. Type Ia supernovae as standard candles. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, n. 30, p. 359–389, 1992. 20
- COWLEY, A. P.; SCHMIDTKE, P. C.; CRAMPTON, D.; HUTCHINGS, J. B. CAL 87: an eclipsing black hole binary? **The Astrophysical Journal**, n. 350, p. 288–294, 1990. 29
- DREW, J. E.; HARTLEY, L. E.; LONG, K. S.; WALT, J. van der. QU Car: a very high luminosity nova-like binary with a carbon-enriched companion. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 338, p. 401–411, 2003. 47
- DUERBECK, H. W.; DUEMLER, R.; SEITTER, W. C.; LEIBOWITZ, E. M.; SHARA, M. M. The recurrent nova U Sco – a touchstone of nova theories. **ESO Messenger**, n. 71, p. 19–21, 1993. 70, 71
- FILLIPENKO, A. V. Optical spectra of supernovae. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, n. 35, p. 309–355, 1997. 19
- FILLIPENKO, A. V.; RIESS, A. G. Results from the High-Z Supernova Search Team. **Physics Reports**, n. 307, p. 31–44, 1998. 20
- FULLERTON, A. W.; GIES, D. R.; BOLTON, C. T. Absorption line profile variations among the O stars. I. the incidence of variability. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, n. 103, p. 475–512, 1996. 80
- GILLILAND, R. L.; PHILLIPS, M. M. QU Carinae: orbital parameters and spectra for a nova-like variable. **The Astrophysical Journal**, n. 261, p. 617–624, 1982. 15, 17, 45, 46, 47, 49, 50, 51, 57, 58, 61, 63, 64, 79
- GOLDHABER, G. The Acceleration of the expansion of the universe: a brief early history of the Supernova Cosmology Project (SCP). **American Institute of Physics Conference Series**, n. 1166, p. 53–72, 2009. 20

- HACHISU, I.; KATO, M. A limit cycle model for long-term optical variations of V Sagittae: the second example of accretion wind evolution. **The Astrophysical Journal**, n. 598, p. 527–544, 2003. [9](#), [11](#), [61](#), [63](#), [64](#), [79](#)
- HACHISU, I.; KATO, M.; KATO, T.; MATSUMOTO, K.; NOMOTO, K. A model for the quiescent phase of the recurrent nova U Scorpii. **The Astrophysical Journal**, n. 534, p. L189–L192, 2000. [71](#)
- HACHISU, I.; KATO, M.; KATO, T.; MATSUMOTO, K. A theoretical light-curve model for the 1999 outburst of U Scorpii. **The Astrophysical Journal**, n. 528, p. L97–L100, 2000. [71](#)
- HARRIS, B. G.; SCHAEFER, B. E.; DVORAK, S.; TEMPLETON, M.; LINNOLT, M. U Scorpii. **IAU Circular**, n. 9111, p. 1, 2010. [70](#)
- HARTLEY, L. E.; DREW, J. E.; LONG, K. S. Time-resolved ultraviolet spectroscopy of the compact interacting binary QU Car. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 336, p. 808–816, 2002. [47](#)
- HELLIER, C. **Cataclysmic variable stars: how and why they vary**. Chichester: Springer-Praxis, 2001. [24](#), [29](#)
- HEUVEL, E. P. J. van den; BHATTACHARYA, D.; NOMOTO, K.; RAPPAPORT, S. A. Accreting white dwarf models for CAL 83, CAL 87 and other ultrasoft X-ray sources in the LMC. **Astronomy & Astrophysics**, n. 262, p. 97–105, 1992. [30](#)
- HILLEBRANDT, W.; NIEMEYER, J. C. Type Ia supernova explosion models. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, n. 38, p. 191–230, 2000. [20](#)
- HILTNER, W. A.; GORDON, M. F. Photometry of the rapid variable star, HDE 310376. **Astrophysical Letters**, n. 8, p. 3–4, 1971. [45](#)
- JOHNSTON, H. M.; KULKARNI, S. R. Spectroscopy of the recurrent nova U Scorpii. **The Astrophysical Journal**, n. 396, p. 267–272, 1992. [70](#), [71](#)
- KAFKA, S.; ANDERSON, R.; HONEYCUTT, R. K. QU Carinae: a SNeIa progenitor? **The Astronomical Journal**, n. 135, p. 1649–1656, 2008. [15](#), [47](#), [48](#), [49](#), [50](#), [57](#), [58](#), [60](#), [63](#), [64](#), [67](#), [79](#)
- KAFKA, S.; HONEYCUTT, R. K.; WILLIAMS, R. QU Carinae: type Ia supernova in the making? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 425, p. 1585–1590, 2012. [48](#), [61](#)

- KAHABKA, P.; HARTMANN, H. W.; PARMAR, A. N.; NEGUERUELA, I. Luminous supersoft X-ray emission from the recurrent nova U Scorpii. **Astronomy & Astrophysics**, n. 347, p. L43–L46, 1999. 72
- KAHABKA, P.; HEUVEL, E. P. J. van den. Luminous supersoft X-ray sources. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, n. 35, p. 69–100, 1997. 29, 30
- KING, A. R.; SCHENKER, K.; KOLB, U.; DAVIES, M. B. The minimum orbital period in thermal-timescale mass transfer. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 321, p. 327–332, 2001. 30
- KIPPENHAHN, R.; WEIGERT, A. **Stellar structure and evolution**. Berlin: Springer-Verlag, 1994. 27
- KNIGGE, C. The evolution of cataclysmic variables. **ASP Conference Proceedings**, n. 447, p. 3–18, 2011. 21
- KOPAL, Z. **Close Binary Systems**. London: Chapman & Hall, 1959. 21
- LEIBUNDGUT, B. Type Ia supernovae. **The Astronomy and Astrophysics Review**, n. 10, p. 179–209, 2000. 20
- LIVIO, M. Topics in the theory of cataclysmic variables and X-ray binaries. **22. Saas-Fee Advanced Course of the Swiss Society for Astrophysics and Astronomy: Interacting Binaries**, p. 135–262, 1994. 27
- LOMB, N. R. Least-squares frequency analysis of unequally spaced data. **Astrophysics and Space Science**, n. 39, p. 447–462, 1976. 42, 44
- LONG, K. S.; HELFAND, D. J.; GRABELSKY, D. A. A soft X-ray study of the large magellanic cloud. **The Astrophysical Journal**, n. 248, p. 925–944, 1981. 29
- LUBOW, S. H.; SHU, F. H. Gas dynamics of semidetached binaries. **The Astrophysical Journal**, n. 198, p. 383–405, 1975. 22
- MASSEY, P.; JACOBY, G. H. Astronomical CCD observing and reduction techniques. **ASP Conference Series**, n. 23, p. 240–257, 1992. 35
- MASSEY, P.; VALDES, F.; BARNES, J. A user’s guide to reducing slit spectra with IRAF. 1992. Disponível em:
<<http://iraf.noao.edu/iraf/ftp/ftp/docs/spect.ps.Z>>. 37
- MATSUMOTO, K.; KATO, T.; HACHISU, I. The recurrent nova U Scorpii in the 1999 outburst: the first detection of a significant orbital-period change. **Publications of the Astronomical Society of Japan**, n. 55, p. 297–304, 2003. 9, 11, 16, 72, 74, 77, 80

- MOTCH, C. The transient jet of the galactic supersoft X-ray source RX J0925.7-4758. **Astronomy & Astrophysics**, n. 338, p. L13–L16, 1998. 31
- MOTCH, C.; HASINGER, G.; PIETSCH, W. Discovery of a luminous galactic supersoft X-ray source in the ROSAT all-sky survey. **Astronomy & Astrophysics**, n. 284, p. 827–838, 1994. 31
- NARUMI, H.; KOZAI, Y.; MATTEI, J.; KUWANO, Y.; CRAGG, T.; WHITNEY, C. U Scorpii. **IAU Circular**, n. 3373, p. 2, 1979. 70
- NOMOTO, K. Accreting white dwarf models for type I supernovae. I. presupernova evolution and triggering mechanisms. **The Astrophysical Journal**, n. 253, p. 798–810, 1982. 27, 28
- OLIVEIRA, A. S. **Estrelas V Sagittae e suas candidatas**. São Paulo: Universidade de São Paulo, 2003. Tese (Doutorado em Astronomia). 80
- OVERBEEK, D.; MCNAUGHT, R. H.; WHITELOCK, P.; CRAGG, T.; VERDENET, M. U Scorpii. **IAU Circular**, n. 4395, p. 1, 1987. 70
- PERLMUTTER, S.; ALDERING, G.; GOLDHABER, G.; KNOP, R. A.; NUGENT, P.; CASTRO, P. G.; DEUSTUA, S.; FABBRO, S.; GOOBAR, A.; GROOM, D. E.; HOOK, I. M.; KIM, A. G.; KIM, M. Y.; LEE, J. C.; NUNES, N. J.; PAIN, R.; PENNYPACKER, C. R.; QUIMBY, R.; LIDMAN, C.; ELLIS, R. S.; IRWIN, M.; MCMAHON, R. G.; RUIZ-LAPUENTE, P.; WALTON, N.; SCHAEFER, B.; BOYLE, B. J.; FILIPPENKO, A. V.; MATHESON, T.; FRUCHTER, A. S.; PANAGIA, N.; NEWBERG, H. J. M.; COUCH, W. J. Measurements of Ω and Λ from 42 high-redshift supernovae. **The Astrophysical Journal**, n. 517, p. 565–586, 1999. 20
- PERLMUTTER, S.; PENNYPACKER, C. R.; GOLDHABER, G.; GOOBAR, A.; MULLER, R. A.; NEWBERG, H. J. M.; DESAI, J.; KIM, A. G.; KIM, M. Y.; SMALL, I. A.; BOYLE, B. J.; CRAWFORD, C. S.; MCMAHON, R. G.; BUNCLARK, P. S.; CARTER, D.; IRWIN, M. J.; TERLEVICH, R. J.; ELLIS, R. S.; GLAZEBROOK, K.; COUCH, W. J.; MOULD, J. R.; SMALL, T. A.; ABRAHAM, R. G. A supernova at $z = 0.458$ and implications for measuring the cosmological deceleration. **The Astrophysical Journal**, n. 440, p. L41–L44, 1995. 20
- POGSON, N. R.; BROOK, C. L.; TURNER, H. H. Observations of thirty-one variable stars. **Memoirs of Royal Astronomical Society**, n. 58, p. 90, 1908. 69, 70
- POJMAŃSKI, G. The All Sky Automated Survey. **Acta Astronomica**, n. 47, p. 467–481, 1997. 59

PRINGLE, J. E.; WADE, R. A. **Interacting binary stars**. Cambridge: Cambridge University Press, 1985. 21, 22, 23

RIESS, A. G.; FILIPPENKO, A. V.; CHALLIS, P.; CLOCCHIATTI, A.; DIERCKS, A.; GARNAVICH, P. M.; L., G. R.; HOGAN, C. J.; JHA, S.; KIRSHNER, R. P.; LEIBUNDGUT, B.; PHILLIPS, M. M.; REISS, D.; SCHMIDT, B. P.; SCHOMMER, R. A.; SMITH, R. C.; SPYROMILIO, J.; STUBBS, C.; SUNTZEFF, N. B.; TONRY, J. Observational evidence from supernovae for an accelerating universe and a cosmological constant. **The Astronomical Journal**, n. 116, p. 1009–1038, 1998. 20

RITTER, H.; KOLB, U. Catalogue of cataclysmic binaries, low-mass X-ray binaries and related objects (Sixth edition). **Astronomy & Astrophysics Supplement Series**, n. 129, p. 83–85, 1998. 26

ROBERTSON, J. W.; HONEYCUTT, R. K.; PIER, J. R. High-state/low-state behaviour in the long-term light curve of V Sagittae. **The Astronomical Journal**, n. 113, p. 787–791, 1997. 60

SANDAGE, A.; TAMMANN, G. A. The Hubble diagram in V for supernovae of type Ia and the value of H_0 therefrom. **The Astrophysical Journal**, n. 415, p. 1–9, 1993. 20

SCARGLE, J. D. Studies in astronomical time series analysis. II: statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data. **The Astrophysical Journal**, n. 263, p. 835–853, 1982. 42, 43, 44

SCHAEFER, B. E. Orbital periods of recurrent novae. **The Astrophysical Journal**, n. 355, p. L39–L42, 1990. 70

_____. U Scorpii. **IAU Circular**, n. 7749, p. 2, 2001. 70

_____. _____. **IAU Circular**, n. 8279, p. 3, 2004. 70

_____. Comprehensive photometric histories of all known galactic recurrent novae. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, n. 187, p. 275–373, 2010. 28, 69, 70

_____. The change of the orbital periods across eruptions and the ejected mass for recurrent novae CI Aquilae and U Scorpii. **The Astrophysical Journal**, n. 742, p. 112–139, 2011. 73, 75, 77, 80

_____. The recurrent nova U Scorpii blew off a century worth of accreted material during its 2010 eruption, so it will not become a type Ia supernova. **American Astronomical Society Meeting**, n. 221, p. 233.06, 2013. 77, 81

SCHAEFER, B. E.; PAGNOTTA, A.; LACLUYZE, A. P.; REICHART, D. E.; IVARSEN, K. M.; HAISLIP, J. B.; NYSEWANDER, M. C.; MOORE, J. P.; OKSANEN, A.; WORTERS, H. L.; SEFAKO, R. R.; MENTZ, J.; DVORAK, S.; GOMEZ, T.; HARRIS, B. G.; HENDEN, A. A.; TAN, T. G.; ALLEN, W. H.; MONARD, B.; REA, R. D.; ROBERTS, G.; STEIN, W.; MAEHARA, H.; RICHARDS, T.; STOCKDALE, C.; KRAJCI, T.; SJOBERG, G.; MCCORMICK, J.; REVNIVTSEV, M.; MOLKOV, S.; SULEIMANOV, V.; DARNLEY, M. J.; BODE, M. F.; HANDLER, G.; LEPINE, S.; SHARA, M. M. Eclipses during the 2010 eruption of the recurrent nova U Scorpii. **The Astrophysical Journal**, n. 742, p. 113–132, 2011. [77](#)

SCHAEFER, B. E.; RINGWALD, F. A. An improved orbital period for the recurrent nova U Scorpii. **The Astrophysical Journal**, n. 447, p. L45–L48, 1995. [70](#), [71](#), [72](#), [74](#), [77](#)

SCHANDL, S.; MEYER-HOFMEISTER, E.; MEYER, F. Visual light from the eclipsing supersoft X-ray source CAL 87. **Astronomy & Astrophysics**, n. 318, p. 73–80, 1997. [62](#)

SCHILD, R. E. HDE 310376: a rapid variable star similar to Scorpius XR-1. **The Astrophysical Journal**, n. 157, p. 709–715, 1969. [45](#), [61](#)

SCHLEGEL, E. M.; SCHAEFER, B.; PAGNOTTA, A.; PAGE, K.; OSBORNE, J.; DRAKE, J.; ORIO, M.; TAKEI, D.; KUULKERS, E.; NESS, J.; STARRFIELD, S. Emergence of the supersoft X-ray phase of U Sco. **The Astronomer's Telegram**, n. 2430, 2010. [72](#)

SCHMEER, P.; WAAGEN, E.; SHAW, L.; MATTIAZZO, M. U Scorpii. **IAU Circular**, n. 7113, p. 1, 1999. [70](#)

SCHMIDT, B. P.; SUNTZEFF, N. B.; PHILLIPS, M. M.; SCHOMMER, R. A.; CLOCCHIATTI, A.; KIRSHNER, R. P.; GARNAVICH, P.; CHALLIS, P.; LEIBUNDGUT, B.; SPYROMILIO, J.; RIESS, A. G.; FILLIPENKO, A. V.; HAMUY, M.; SMITH, R. C.; HOGAN, C.; STUBBS, C.; DIERCKS, A.; REISS, D.; GILLILAND, R.; TONRY, J.; MAZA, J.; DRESSLER, A.; WALSH, J.; CIARDULLO, R. The High-Z Supernova Search: measuring cosmic deceleration and global curvature of the universe using type Ia supernovae. **The Astrophysical Journal**, n. 507, p. 46–63, 1998. [20](#)

SCHMIDTKE, P. C.; COWLEY, A. P.; MCGRATH, T. K.; HUTCHINGS, J. B.; CRAMPTON, D. A supersoft X-ray binary in the Small Magellanic Cloud. **The Astronomical Journal**, n. 111, p. 788–793, 1996. [31](#)

SCHMIDTKE, P. C.; MCGRATH, T. K.; COWLEY, A. P.; FRATTARE, L. M. The X-ray eclipse of the LMC binary CAL 87. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, n. 105, p. 863–866, 1993. 29

SIMON, J. D.; GAL-YAM, A.; GNAT, O.; QUIMBY, R. M.; GANESHALINGAM, M.; SILVERMAN, J. M.; BLONDIN, S.; LI, W.; FILIPPENKO, A. V.; WHEELER, J. C.; KIRSHNER, R. P.; PATAT, F.; NUGENT, P.; FOLEY, R. J.; VOGT, S. S.; BUTLER, R. P.; PEEK, K. M. G.; ROSOLOWSKY, E.; HERCZEG, G. J.; SAUER, D. N.; MAZZALI, P. A. Variable sodium absorption in a low-extinction type Ia supernova. **The Astrophysical Journal**, n. 702, p. 1157–1170, 2009. 48

SIMON, J. D.; GAL-YAM, A.; PENPRASE, B. E.; LI, W.; QUIMBY, R. M.; SILVERMAN, J. M.; PRIETO, C. A.; WHEELER, J. C.; FILIPPENKO, A. V.; MARTINEZ, I. T.; BEELER, D. J.; PATAT, F. Constraints on circumstellar material around the type Ia supernova 2007af. **The Astrophysical Journal**, n. 671, p. L25–L28, 2007. 48

ŠIMON, V. The peculiar interacting binary V Sagittae: brightness variations in 1932–1994. **Astronomy & Astrophysics Supplement Series**, n. 118, p. 421–428, 1996. 60

SMALE, A. P.; CORBET, R. H. D.; CHARLES, P. A.; ILOVAISKY, S. A.; MASON, K. O.; MOTCH, C.; MUKAI, K.; NAYLOR, T.; PARMAR, A. N.; KLIS, M. van der; PARADIJS, J. van. CAL83: a 1-day period low-mass X-ray binary in the LMC. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 233, p. 51–63, 1988. 29

STARRFIELD, S.; TRURAN, J. W.; SPARKS, W. M.; KUTTER, G. S. CNO abundances and hydrodynamic models of the nova outburst. **The Astrophysical Journal**, n. 176, p. 169–176, 1972. 27

STEFANO, R. D. The progenitors of type Ia supernovae. I. are they supersoft sources? **The Astrophysical Journal**, n. 712, p. 728–733, 2010. 20

_____. The progenitors of type Ia supernovae. II. are they double-degenerate binaries? the symbiotic channel. **The Astrophysical Journal**, n. 719, p. 474–482, 2010. 20

STEFANO, R. D.; RAPPAPORT, S. The derived population of luminous supersoft X-ray sources. **The Astrophysical Journal**, n. 437, p. 733–741, 1994. 31

STEINER, J. E.; DIAZ, M. P. The V Sagittae Stars. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, n. 110, p. 276–282, 1998. 31, 60, 67

STEPHENSON, C. B.; SANDULEAK, N.; SCHILD, R. E. A new hot, rapid, variable star. **Astrophysical Letters**, n. 1, p. 247–248, 1968. 45

STERNBERG, A.; GAL-YAM, A.; SIMON, J. D.; LEONARD, D. C.; QUIMBY, R. M.; PHILLIPS, M. M.; MORREL, N.; THOMPSON, I. B.; IVANS, I.; MARSHALL, J. L.; FILIPPENKO, A. V.; MARCY, G. W.; BLOOM, J. S.; PATAT, F.; FOLEY, R. J.; YONG, D.; PENPRASE, B. E.; BEELER, D. J.; PRIETO, C. A.; STRINGFELLOW, G. S. Circumstellar material in type Ia supernovae via sodium absorption features. **Science**, n. 333, p. 856, 2011. 48

TEESELING, A. van; KING, A. R. Wind-driven evolution of supersoft X-ray binaries with low-mass secondaries. **Astronomy & Astrophysics**, n. 338, p. 957–964, 1998. 31

THOMAS, H. L. U Scorpii as a recurrent novae. **Harvard College Observatory Bulletin**, n. 912, p. 10–12, 1940. 69, 70

THOROUGHGOOD, T. D.; DHILLON, V. S.; LITTLEFAIR, S. P.; MARSH, T. R.; SMITH, D. A. The mass of the white dwarf in the recurrent nova U Scorpii. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 327, p. 1323–1333, 2001. 71, 77

TRÜMPER, J.; HASINGER, G.; ASCHENBACH, A.; BRÄUNINGER, H.; BRIEL, U. G.; BURKERT, W.; FINK, H.; PFEFFERMANN, E.; PIETSCH, W.; PREDEHL, P.; SCHMITT, J. H. M. M.; VOGES, W.; ZIMMERMANN, U.; BEUERMANN, K. X-ray survey of the Large Magellanic Cloud by ROSAT. **Nature**, n. 349, p. 579–583, 1991. 29

VETTERING, T. W.; FLANNERY, B. P.; PRESS, H. W.; TEUKOLSKY, S. A. **Numerical recipes: example book (FORTRAN)**. New York: Cambridge University Press, 1992. 44

WANG, B.; HAN, Z. Progenitors of type Ia supernovae. **New Astronomy Reviews**, n. 56, p. 122–141, 2012. 20

WARNER, B. **Cataclysmic variable stars**. Cambridge: Cambridge University Press, 1995. 23

WEBBINK, R. F. Probable identification of the recurrent nova U Scorpii at minimum. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, n. 90, p. 57–60, 1978. 69

WILLIAMS, R. E.; SPARKS, W. M.; GALLAGHER, J. S.; NEY, E. P.; STARRFIELD, S. G.; TRURAN, J. W. Ultraviolet spectroscopy of the recurrent nova U Scorpii during outburst. **The Astrophysical Journal**, n. 251, p. 221–229, 1981. 70

YOUNG, D. L. **AAVSO Variable Star Astronomy**. Cambridge: The American Association of Variable Star Observers, 1997. Disponível em: <http://www.aavso.org/sites/default/files/Chapter13.pdf>. 39

YUNGELSON, L.; LIVIO, M.; TRURAN, J. W.; TUTUKOV, A.; FEDOROVA, A. A model for the galactic population of binary supersoft X-ray sources. **The Astrophysical Journal**, n. 466, p. 890–910, 1996. 31